

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS

Departamento de Física de la Tierra, Astronomía y Astrofísica II



TESIS DOCTORAL

Estudio de la actividad cromosférica en sistemas binarios

MEMORIA PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR

PRESENTADA POR

David Montes Gutiérrez

Directora

María José Fernández Figueroa

Madrid, 2015

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID
FACULTAD DE CIENCIAS FISICAS
Departamento de Física de La Tierra Astronomía y Astrofísica II
(ASTROFISICA Y CIENCIAS DE LA ATMOSFERA)



ESTUDIO DE LA ACTIVIDAD CROMOSFERICA EN SISTEMAS BINARIOS

Dirigido por: Dra. María José Fernández Figueroa

Memoria presentada por
David Montes Gutiérrez
para aspirar al grado de
DOCTOR en Ciencias Físicas
Madrid, Diciembre 1994

Agradecimientos

El presente trabajo ha sido realizado bajo la dirección de la Dra. María José Fernández Figueroa, a quien deseo expresar mi más sincero agradecimiento por su valiosa y constante ayuda.

Por otro lado también deseo hacer patente mi agradecimiento:

Al director del Departamento Prof. Manuel Rego.

A todos los miembros del grupo de actividad estelar del Departamento: Prof. Elisa De Castro, Prof. Manuel Cornide y los doctorandos Fernando Martín, Rosario Lorente y David Barrado.

A Javier Armentia por su participación en la realización y reducción de algunas de las observaciones iniciales utilizadas en este trabajo.

Al Dr. Benjamin Montesinos por su valiosos consejos y sugerencias.

A todos los demas miembros del Departamento: Prof. Jaime Zamorano, Prof. Javier Gorgas, Dr. Luis F. Miranda y los doctorandos Jesus Gallego, Alvaro Vitores, Marta Cordero, Nicolas Cardiel, F. de Borja Domínguez, Almudena Alonso, Oscar Alonso y Santos Pedraz, por su importante ayuda y constante estímulo.

A el personal del Observatorio de Calar Alto (Almería) y del Observatorio del Roque de Los Muchachos (La Palma) por su ayuda durante la realización de las observaciones.

A la Universidad Complutense de Madrid, gracias a la cual disfruto de una plaza de Profesor Ayudante E.U. que me ha permitido seguir adelante, durante todo este tiempo, en la realización de este trabajo.

Indice

1	Introducción	1
1.1	Actividad estelar	1
1.2	Indicadores de actividad estelar	3
1.3	Estrellas especialmente activas	4
1.3.1	Sistemas binarios RS CVn	5
1.3.2	Estrellas BY Dra	7
1.3.3	Diferentes estructuras activas	7
1.4	Resumen del trabajo	9
2	Observaciones y reducción	11
2.1	Observaciones	11
2.2	Estrellas observadas	12
2.2.1	Sistemas binarios cromosféricamente activos	13
2.2.2	Estrellas aisladas o componentes de sistemas binarios visuales	14
2.3	Reducción de las observaciones	19
2.3.1	Lectura de los datos	19
2.3.2	Eliminación de columnas irrelevantes	19
2.3.3	Substracción del <i>Dark</i>	19
2.3.4	Corrección de <i>Flat-Field</i>	20
2.3.5	Extracción del espectro	20
2.3.6	Calibración en longitud de Onda	21
2.3.7	Corrección de extinción atmosférica	22
2.3.8	Calibración en flujo absoluto	22
2.3.9	Normalización del espectro	23
3	La línea Hα	25
3.1	Introducción	25
3.2	La línea H α en estrellas no activas	26
3.2.1	Las estrellas de referencia	27
3.2.2	Identificación de las líneas	28

3.3	Exceso de emisión $H\alpha$	28
3.4	Determinación de la EW de emisión	30
3.4.1	Método BDM	30
3.4.2	Técnica de Substracción Espectral	32
3.4.3	Otros índices de actividad $H\alpha$	36
3.4.4	Obtención del flujo superficial en $H\alpha$	39
3.5	Exceso de emisión $H\beta$	40
3.6	Resumen	42
4	Las líneas H y K de Ca II	45
4.1	Introducción	45
4.2	Parámetros característicos de las líneas H y K de Ca II	46
4.2.1	Anchuras	47
4.2.2	Asimetrías	47
4.2.3	El cociente K/H	48
4.3	Los primeros índices de actividad en H y K de Ca II	50
4.3.1	Estimación visual de la intensidad	50
4.3.2	El índice fotométrico S	51
4.4	Substracción de la contribución fotosférica	52
4.4.1	Substracción de un flujo mínimo	52
4.4.2	Substracción del flujo fotosférico teórico	52
4.4.3	Reconstrucción del perfil de absorción de la línea	54
4.4.4	Substracción espectral	55
4.4.5	Método utilizado	56
4.5	Conversión a flujo superficial	56
4.5.1	Factor Conversión, C	56
4.5.2	Relación entre $F(\Delta\lambda)$ y un índice de color	58
4.5.3	Seudo-continuo en 3950.5 Å	59
4.5.4	Flujo absoluto en las alas de la línea	59
4.5.5	Método utilizado	60
4.6	Unidades apropiadas para el nivel de actividad en H y K de Ca II	61
4.6.1	R_{HK}	61
4.6.2	ΔF_{HK}	61
4.6.3	A_{HK}	61
4.6.4	W_K	62
4.6.5	$C(K)$	62
4.7	Resumen	63
5	La relación de Wilson-Bappu	73

5.1	Introducción	73
5.2	La muestra de estrellas	74
5.2.1	Magnitudes visuales absolutas, M_V	75
5.2.2	Parámetros medidos en las líneas H y K de Ca II	77
5.3	La relación de Wilson-Bappu	77
5.3.1	Definición de W	77
5.3.2	Comparación con otras medidas de $W_0(K)$	81
5.3.3	Relaciones ($\log W_0(K)$, M_V) propuestas	82
5.4	¿Qué parámetros afectan a la relación de Wilson-Bappu?	83
5.4.1	El efecto de la intensidad	83
5.4.2	Influencia del ensanchamiento rotacional	85
5.5	Relación anchura-luminosidad para W_1	87
5.6	Relaciones entre anchuras e intensidades	90
5.6.1	Relación entre $W_1(K)$ y I_{K_3}	91
5.6.2	Relación entre $W_1(K)$ y $W_0(K)$	94
5.6.3	El cociente K/H	95
5.7	Relación anchura luminosidad para la línea H ϵ	96
5.8	Resumen	97
6	Análisis de los sistemas observados	99
6.1	Grupo 1.	99
6.1.1	13 Cet (A) (HD 3196, HR 142)	99
6.1.2	UV Psc (HD 7700)	101
6.1.3	VY Ari (HD 17433)	102
6.1.4	V833 Tau (HD 283750, Gl171.2 A)	104
6.1.5	OU Gem (HD 45088)	104
6.1.6	SV Cam (HD 44982)	107
6.1.7	YY Gem (Castor C, BD +32 1582, GL 278 C)	107
6.1.8	BF Lyn (HD 80715)	108
6.1.9	DH Leo (HD 86590)	110
6.1.10	ξ UMa (B) (53 UMa, HD 98230, HR 4374)	112
6.1.11	AS Dra (HD 107760)	113
6.1.12	IL Com (HD 108102)	115
6.1.13	HD 131511 (HR 5553)	117
6.1.14	MS Ser (HD 143313)	117
6.1.15	σ^2 CrB (17 CrB, TZ CrB, HD 146361, HR 6063)	118
6.1.16	V772 Her (HD 165590, ADS 11060AB)	121
6.1.17	V815 Her (HD 166181)	121
6.1.18	BY Dra (HDE 234677)	123

6.1.19	V775 Her (HD 175742)	125
6.1.20	V478 Lyr (HD 178450)	128
6.1.21	ER Vul (HD 200391)	128
6.1.22	KZ And (B) (HD 218738)	130
6.1.23	KT Peg (HD 222317)	133
6.2	Grupo 2.	134
6.2.1	AR Psc (HD 8357)	134
6.2.2	LX Per (BD +47 781)	137
6.2.3	UX Ari (HD 21242)	137
6.2.4	V711 Tau (HR 1099, HD 22468)	139
6.2.5	EI Eri (HD 26337)	143
6.2.6	VV Mon (BD -05 1935)	143
6.2.7	54 Cam (AE Lyn, HD 65626, HR 3119)	145
6.2.8	RU Cnc (BD +24 1959)	147
6.2.9	TY Pyx (HD 77137)	147
6.2.10	RW UMa (BD +52 1579)	148
6.2.11	HU Vir (HD 106225)	150
6.2.12	UX Com (BD +29 2355)	151
6.2.13	HD 113816 (BD-04 3419)	151
6.2.14	RS CVn (HD 114519)	152
6.2.15	BH CVn (HD 118216, HR 5110)	153
6.2.16	RV Lib (HD 128171)	154
6.2.17	SS Boo (BD +39 2849)	154
6.2.18	RT CrB (HD 139588)	154
6.2.19	WW Dra (HD 150708)	156
6.2.20	HR 6469 (V819 Her, HD 157482)	158
6.2.21	Z Her (HD 163930)	159
6.2.22	MM Her (HD 341475)	161
6.2.23	AW Her (HD 348635)	163
6.2.24	42 Cap (HD 206301, HR 8283)	165
6.2.25	RT Lac (HD 209318)	166
6.2.26	AR Lac (HD 210334, HR 8448)	168
6.2.27	SZ Psc (HD 219113)	170
6.2.28	II Peg (HD 224085)	173
6.3	Grupo 3.	175
6.3.1	33 Psc (HD 28, HR 3)	175
6.3.2	5 Cet (AP Psc HD 352, HR 14)	175
6.3.3	BD Cet (HD 1833)	177

6.3.4	ζ And (34 And, HD 4502, HR 215)	177
6.3.5	η And (38 And HD 5516, HR 271)	178
6.3.6	AY Cet (39 Cet, HD 7672, HR 373)	178
6.3.7	HD 12545 (XX Tri, BD +34 363)	181
6.3.8	6 Tri A (TZ Tri A, ι Tri A, HD 13480, HR 642)	182
6.3.9	RZ Eri (HD 30050)	182
6.3.10	12 Cam (BM Cam, HD 32357, HR 1623)	183
6.3.11	V1149 Ori (HD 37824)	184
6.3.12	CQ Aur (HD 250810)	187
6.3.13	SS Cam	188
6.3.14	AR Mon (HD 57364)	188
6.3.15	σ Gem (75 Gem, HD 62044, HR 2973)	190
6.3.16	RZ Cnc (HD 73343)	192
6.3.17	DM UMa (BD +61 1211)	194
6.3.18	93 Leo (DQ Leo, HD 102509, HR 4527)	195
6.3.19	DK Dra (HD 106677, HR 4665)	196
6.3.20	4 UMi (HD 124547, HR 5321)	198
6.3.21	GX Lib (HD 136905)	200
6.3.22	ϵ UMi (22 UMi, HD 153751, HR 6322)	201
6.3.23	V792 Her (HD 155638)	203
6.3.24	DR Dra (29 Dra, HD 160538)	206
6.3.25	\circ Dra (47 Dra, HD 175306, HR 7125)	207
6.3.26	V1762 Cyg (HR 7275, HD 179094)	208
6.3.27	V1817 Cyg (HD 184398, HR 7428)	210
6.3.28	V1764 Cyg (HD 185151)	211
6.3.29	HK Lac (HD 209813)	212
6.3.30	V350 Lac (HD 213389, HR 8575)	214
6.3.31	IM Peg (HD 216489, HR 8703)	215
6.3.32	λ And (16 And, HD 222107, HR 8961)	217
6.4	Estrellas aisladas activas	220
6.4.1	6 Tri B (HD 13480B)	220
6.4.2	V2213 Oph (HD 154417, HR 6349)	220
6.4.3	59 Vir (HD 115383, HR 5011)	221
6.4.4	HN Peg (HD 206860, HR 8314)	221
6.4.5	ξ UMa A (53 UMa, HD 98231, HR 4375)	222
6.4.6	KZ And A (HD 218739, ADS 16557 A)	223
6.4.7	σ^1 CrB (HD 146362, HR 6364)	223
6.4.8	κ^1 Cet (HD 20630, HR 996)	225

6.4.9	ξ Boo A y B (HD 131156 A y B, HR 5544 A y B)	226
6.4.10	61 UMa (HD 101501, HR 4496)	228
6.4.11	ϵ Eri (HD 22049, HR 1084)	228
6.4.12	HD 4628 (HR 222)	229
6.4.13	HD 115404	229
6.4.14	ρ Boo (25 Boo, HD 127665, HR 5429)	231
6.4.15	61 Cyg A y B (HD 201091 y 201092, HR 8085 y 8086)	231
7	Comportamiento de los indicadores de actividad	233
7.1	Dependencia con la temperatura efectiva, T_{eff}	233
7.1.1	Dependencia de la emisión en H y K de Ca II con la T_{eff}	234
7.1.2	Dependencia de la emisión $H\alpha$ con la T_{eff}	234
7.2	Dependencia con la rotación	236
7.2.1	Dependencia de la emisión en H y K de Ca II con la rotación	238
7.2.2	Dependencia de la emisión $H\alpha$ con la rotación	242
7.3	Dependencia con el número de Rossby, R_0	244
7.3.1	Dependencia de la emisión en H y K de Ca II con R_0	245
7.3.2	Dependencia de la emisión $H\alpha$ con R_0	245
7.4	Relación entre las líneas H y K de Ca II y $H\alpha$	248
7.5	Relación entre las líneas H y K de Ca II y $H\epsilon$	251
7.6	Relación entre las líneas $H\alpha$ y $H\epsilon$	252
7.7	Relación con otros indicadores de actividad	253
7.7.1	Relación entre H y K de Ca II y C IV	253
7.7.2	Relación entre $H\alpha$ y C IV	254
7.7.3	Relación entre H y K de Ca II y rayos X	255
7.7.4	Relación entre $H\alpha$ y rayos X	256
7.8	Resumen	257
8	Conclusiones	261

Capítulo 1

Introducción

1.1 Actividad estelar

Desde el descubrimiento de las manchas solares es bien conocido que en el Sol se presentan una serie de fenómenos relacionados entre sí y que afectan a las diferentes partes de la atmósfera solar, manchas, fáculas, protuberancias, fulguraciones, bucles coronales, viento solar, ciclo solar, etc. Todos estos fenómenos están estrechamente ligados a la existencia de un campo magnético y se conocen con el nombre de Actividad Magnética Solar. Es de esperar que otras estrellas similares al Sol también presenten estos fenómenos en mayor o en menor medida. En efecto, se han observado en otras estrellas una serie de hechos que confirman la existencia de la Actividad Estelar:

- Variaciones fotométricas o distorsiones en la curva de luz de algunas binarias eclipsantes que se interpretan con la presencia la presencia de manchas similares a las solares (Catalano y Rodonò 1967; Eaton y Hall 1979).
- Líneas de emisión cromosféricas, de región de transición (Linsky et al. 1979; Bopp 1983) y emisión en rayos X de la corona (Walter et al. 1980).
- Ciclos de actividad detectados por las variaciones a largo plazo de la emisión cromosférica (Wilson 1978).

Sin embargo, existen diferencias importantes entre la actividad solar y los fenómenos asociados a la actividad observados en otras estrellas. Por ejemplo, las manchas solares nunca cubren más de un 0.2 % de la superficie, sin embargo, las manchas estelares pueden cubrir el 10-50 % de la superficie estelar como ocurre en algunos sistemas RS Canum Venaticorum (Linsky 1988). Este porcentaje de superficie manchada tan elevado da lugar a cambios apreciables en la luz que recibimos de la estrella, produciendo variaciones periódicas debidas a la rotación de la estrella. Esta fue en realidad la forma en que se detectaron las primeras manchas estelares (Kron 1952) las cuales tienen además unas propiedades bastante diferentes a las de las manchas solares:

- Pueden tener una vida muy larga, y permanecer durante cientos de rotaciones.
- Son más frías, temperaturas ~ 3600 K, en comparación con el valor de ~ 4200 K para las manchas solares.
- Pueden situarse en regiones próximas a los polos (Vogt y Penrod 1983).

Otra diferencia importante entre la actividad solar y la estelar es que hay estrellas mucho más activas que el Sol, es decir, con emisiones en H y K de Ca II mucho más intensas. De hecho si se observara el Sol como una estrella sus emisiones serían prácticamente inapreciables.

A pesar de estas diferencias normalmente se recurre a asimilar la actividad observada en las estrellas con los fenómenos observados en el Sol, suponiendo que en las estrellas estos fenómenos ocurren a escalas mucho más grandes. Para poder estudiar si esto es realmente cierto es necesario realizar observaciones de muy alta resolución espectral de estrellas con niveles de actividad muy diferentes, y comprobar si los fenómenos observados en los espectros del Sol (diferencias entre el Sol en calma y las regiones activas, variaciones con el ciclo solar, etc.) también se cumplen en las estrellas.

Todas las estrellas con actividad estelar muestran algunas características comunes:

- Estrellas de los últimos tipos espectrales F, G, K y M es decir estrellas en un rango de temperaturas efectivas de 7000-3500 K.
- Estrellas que presentan una estratificación en su atmósfera similar a la observada en el Sol: Fotosfera, Cromosfera, Región de Transición y Corona, es decir, que presentan regiones más calientes por encima de la región atmosférica visible, que indican la existencia de un calentamiento no radiativo.
- Existencia de una zona convectiva subfotosférica.
- Presencia de campos magnéticos en su atmósfera.

Existen, sin embargo, diferentes niveles de actividad en las estrellas que dependen además del tipo espectral, que hace que la zona de convección sea más o menos profunda y por tanto que la generación de campos magnéticos sea también mayor o menor, de otros importantes parámetros como:

- El período de rotación

Que puede ser muy elevado en sistemas binarios sincronizados haciendo que estos sistemas sean extremadamente activos.

- El estado evolutivo

Al ir evolucionando la estrella pierde momento angular y su grado de actividad disminuye.

- Binariedad

Se ha comprobado que el nivel de actividad en una estrella que forma parte de un sistema binario es más elevado que el de una estrella de tipo espectral similar pero aislada.

Por otra parte, dentro de un mismo tipo espectral se encuentran también diferentes niveles de actividad que posiblemente reflejan los diferentes ritmos de calentamiento cromosférico y diferentes fracciones de superficie cubiertas por regiones activas.

1.2 Indicadores de actividad estelar

Desde el descubrimiento de las emisiones cromosféricas H y K de Ca II por Eberhard y Schwarzschild (1913) en otras estrellas diferentes al Sol, estas líneas han sido ampliamente utilizadas para el estudio de la actividad estelar, se han estudiado sus variaciones a corto y largo plazo y se han utilizado para realizar modelos de actividad estelar y modelos dínamo. Otros indicadores de actividad como : h y k de Mg II, líneas de emisión en el UV, el triplete infrarojo del Ca II ($\lambda 8500 \text{ \AA}$) y la línea de He I ($\lambda 10830 \text{ \AA}$) también han sido utilizados con frecuencia.

Sin embargo, el comportamiento de otro importante indicador de actividad estelar, la línea de Balmer H α ($\lambda 6562.8 \text{ \AA}$), es menos conocido y poco entendido a pesar de que las observaciones de la línea H α tienen la ventaja de situarse en la región roja del espectro que es donde las estrellas de los últimos tipos presentan su máximo flujo. Por otra parte, los mayores esfuerzos realizados en el estudio de la actividad estelar han estado dirigidos a estrellas aisladas de la secuencia principal, mientras que los sistemas binarios con componentes evolucionadas (sistemas RS Canum Venaticorum y BY Draconis) que presentan niveles de actividad bastante más elevados han sido menos estudiados debido a la complejidad en el análisis que introduce la binariedad, ya que en algunos casos se desconoce la contaminación de la emisión de una de las componentes por parte de la otra componente y porque la presencia de un fuerte continuo de la componente caliente puede diluir la emisión de la otra componente. Diversos autores han señalado la presencia de fuertes emisiones H α sólo en aquellos sistemas RS CVn con altos niveles de actividad, mientras que otros de estos sistemas con considerables emisiones H y K de Ca II sólo presentan moderada o nula emisión H α . Cayrel et al. (1983), Herbig (1985), Fekel et al. (1986) y Strassmeier et al. (1990) han encontrado significantes llenados de los núcleos de emisión de la línea H α en una gran muestra de estrellas tanto aisladas como binarias que indican que la línea H α puede también utilizarse como un importante indicador de actividad cromosférica.

Algunas de las características espectroscópicas de las estrellas con actividad cromosférica son las siguientes:

- El continuo es prácticamente normal aunque presenta algunas anomalías:
 - Exceso en el UV debido a la presencia de intensas líneas de emisión en esta región.
 - Exceso en el infrarrojo debido a la presencia de regiones frías (manchas) sobre la superficie de la estrella.
- Intensas líneas de emisión en el UV:
 - Formadas en la cromosfera:
 - λ 1305 Å, λ 1355 Å (O I)
 - λ 1808 Å, λ 1817 Å (Si II)
 - Líneas h y k de Mg II (λ 2796 Å, λ 2803 Å)
 - Formadas en la región de transición:
 - λ 1238 Å, λ 1242 Å (N V)
 - λ 1349 Å, λ 1403 Å (Si IV)
 - λ 1548 Å, λ 1550 Å (C IV)
- Líneas de emisión en el óptico:
 - Líneas H y K de Ca II (λ 3968.47 Å y λ 3933.67 Å)
 - Línea H ϵ (λ 3970.1 Å)
 - La Línea H α (λ 6562.8 Å) en emisión o como un llenado de la absorción.
- Líneas en el infrarrojo:
 - Triplete de Ca II (λ 8498 Å, λ 8542 Å, λ 8662 Å)
 - Línea de He I (λ 10830 Å)
- Radiación en rayos X y en radio debida a fenómenos no térmicos asociados a la corona.

1.3 Estrellas especialmente activas

En los últimos años se han descubierto un gran número de estrellas de los últimos tipos espectrales con actividad cromosférica. El principal criterio de actividad cromoférica utilizado ha sido la presencia de emisión intensa en las líneas H y K de Ca II (Bidelman y MacConnell 1973; Bidelman 1983a, 1985; Houk y Cowley 1975). Otra forma con la que se han descubierto estrellas con actividad cromosférica han sido los estudios de emisión en rayos X (Silva et al. 1987; Fleming et al. 1989; Tagliaferri et al. 1994).

Algunas de estas estrellas presentan niveles de actividad muy elevados como son los sistemas binarios del tipo RS Canum Venaticorum (RS CVn) definidos por Hall (1976) junto a otras cinco subclases de sistemas binarios relacionados: sistemas RS CVn de período corto, sistemas RS CVn de período largo, estrellas con fulguraciones, estrellas similares a V410 Tau, y sistemas binarios en contacto de tipo W Ursae Majoris (W UMa). Poco después Bopp y Fekel (1977) definieron otro tipo de estrellas muy activas, las estrellas variables de tipo BY Draconis (BY Dra), como estrellas enanas de tipos K y M tanto binarias como aisladas. La no inclusión de la binariedad como criterio definitorio de este tipo de estrellas pone de manifiesto la importancia de la rotación rápida como principal agente responsable de los altos niveles de actividad cromosférica. En los sistemas binarios la rápida rotación se atribuye a la sincronización del período de rotación con el período orbital mientras que en las estrellas enanas aisladas la elevada actividad cromosférica se debe a que son estrellas muy jóvenes, y todavía no se ha producido la disminución de momento angular por la edad. Posteriormente, Fekel et al. (1986) sugirieron que, desde un punto de vista evolutivo, las enanas de tipos F y G también debían de ser clasificadas como sistemas BY Dra más que como sistemas RS CVn.

Otro tipo de estrellas con elevados niveles de actividad cromosférica son las estrellas FK Comae Berenices (FK Com) identificadas por Bopp y Rucinski (1981) y Bopp y Stencel (1981). Se trata de estrellas aisladas evolucionadas y con rotaciones más rápidas que la mayor parte de los sistemas RS CVn, por lo que se cree que no pueden haber evolucionado desde la secuencia principal como sistemas aislados, sino que como sugieren Bopp y Rucinski (1981) son el resultado de la coalescencia de binarias de período corto.

Fekel et al. (1986) y Collier-Cameron et al. (1987) identificaron un nuevo grupo de estrellas con actividad cromosférica. Son estrellas aisladas evolucionadas de los últimos tipos, gigantes o subgigantes, y con rotación rápida o moderada, que probablemente provienen de la evolución de estrellas no binarias de los primeros tipos con rotación rápida. Fekel y Balachandran (1994) proponen el nombre de OP And para este tipo de estrellas.

Algunos de los trabajos más recientes en los que se describen las características y propiedades de los sistemas RS CVn y BY Dra son los de Linsky (1984; 1988), Montesinos et al. (1988), Catalano (1990), Hall (1991) y Rodonò (1992). A continuación se dan las definiciones y algunas de las características más importantes observadas en estos sistemas.

1.3.1 Sistemas binarios RS CVn

Los sistemas binarios RS Canum Venaticorum (RS CVn) son sistemas binarios formados por estrellas de los últimos tipos espectrales con niveles de actividad generalmente bastante elevados. Sus períodos de rotación en muchas ocasiones aparecen sincronizados con sus períodos orbitales tomando además valores bastante pequeños, es decir, velocidades de rotación muy elevadas. Esto hace que los niveles de actividad alcanzados por estos sistemas

sean bastante más elevados que los de otras estrellas del mismo tipo espectral pero que no pertenecen a un sistema binario.

Definición de sistemas RS CVn según Hall (1976)

- Sistemas binarios con períodos de 1 a 14 días.
 - Posteriormente se ha encontrado que existen sistemas con diferentes períodos estableciéndose dos grupos entre los cuales parece haber diferencias substanciales de comportamiento
 1. “Período Corto” ($1 \leq P_{\text{orb}} \leq 14$ días)
 2. “Período Largo” ($P_{\text{orb}} \geq 20$ días)
 - Se han encontrado también sistemas en los cuales el período es variable.
- Intensa emisión en las líneas H y K de Ca II.
 - Se han encontrado flujos en H y K de Ca II que son de 2 a 20 veces más intensos que los observados en el Sol.
- La componente caliente del sistema es de tipo espectral F o G y de clase de luminosidad IV o V.

Características adicionales propuestas por Hall

- En la mayor parte de los casos la emisión H y K procede de la estrella más fría del sistema o de ambas componentes.
 - Posteriormente, se ha encontrado que cuando ambas componentes presentan actividad la más activa es la componente caliente en contra de la tendencia general de estos sistemas.
- Presencia de una distorsión en forma de onda en la curva de luz fuera de eclipse no atribuible a pulsaciones o a elipticidad que se explica por la presencia de manchas oscuras (starspots) sobre la superficie de la estrella activa (Catalano y Rodonò 1967).

Definición de sistemas binarios RS CVn según Fekel et al. (1986)

- Al menos una de las dos componentes debe mostrar emisión intensa en las líneas H y K de Ca II.
- El sistema debe presentar variaciones periódicas en su luminosidad no atribuibles a pulsación, eclipses o elipticidad.
- La estrella más activa debe ser de tipo espectral F, G o K y además debe de ser subgigante o gigante es decir evolucionada.

1.3.2 Estrellas BY Dra

— Definición de sistemas BY Dra según Bopp y Fekel (1977)

Bopp y Fekel (1977) clasificaron como estrellas BY Draconis (BY Dra) aquéllas que cumplían las siguientes características:

- Variabilidad de baja amplitud con período de pocos días.
- Tipo espectral dK o dM (es decir, enanas de tipo K o M).
- Presencia de líneas de emisión de Ca II (y en ocasiones de Hidrógeno).

Se trata entonces de estrellas tanto binarias como aisladas que tienen fuertes emisiones H y K Ca II y variaciones periódicas de luz. Generalmente consisten en dos estrellas dMe ambas con fulguraciones y con períodos orbitales de 1 a 10 días (Busko y Torres 1978). Originalmente sólo se introdujeron en este grupo estrellas K y M enanas pero también se puede ampliar el grupo a estrellas F y G enanas según la definición de Fekel et al. (1986). La migración de la onda de distorsión en la curva de luz es mucho más rápida que en los sistemas RS CVn.

Strassmeier et al. (1988) señalaron que aunque las definiciones originales de sistemas binarios RS CVn y estrellas BY Dra han sido muy útiles, en la actualidad no está clara la diferencia entre ambos tipos de estrellas, ya que hay sistemas binarios que pueden ser clasificados como miembros de ambos tipos, y hay sistemas binarios con una clara actividad cromosférica que no pueden ser incluidos en ninguno de estos dos tipos. De hecho, en el catálogo de sistemas binarios con actividad cromosférica de Strassmeier et al. (1988) y en su segunda edición de Strassmeier et al. (1993) se recogen las propiedades de estrellas clasificadas como sistemas RS CVn y BY Dra sino también de otros sistemas binarios que presentan actividad cromosférica pero que no entrarían dentro de esta clasificación como son aquellos sistemas en los que la componente caliente es una estrella de tipo espectral muy temprano (A o F tempranos), una enana blanca, o incluso de tipo espectral desconocido. Por otra parte, todas estas clasificaciones pueden en realidad ser demasiado restrictivas y artificiales ya que la presencia de altos niveles de actividad ocurre en una gran variedad de estrellas de los últimos tipos incluyendo las estrellas T Tauri y los sistemas W UMa.

1.3.3 Diferentes estructuras activas

Los sistemas binarios cromosféricamente activos (tanto los sistemas RS CVn como los BY Dra) constituyen uno de los mejores y más completos laboratorios astrofísicos para estudiar la actividad estelar. En estos sistemas se alcanzan los mayores niveles de actividad, de

forma que los flujos cromosféricos, de región de transición y de la corona llegan a ser de 2 a 10 ordenes de magnitud mayores que los flujos mínimos ("Flujo basal", Rutten (1987)) observado en las estrellas no activas. Lo cual demuestra que, incluso en las fases de menor actividad, las atmósferas de estas estrellas presentan una elevada fracción de su superficie cubierta por estructuras activas similares a las solares como por ejemplo:

Manchas fotosféricas

- Estudios fotométricos.

Los modelos que reproducen la curvas de luz suponiendo la presencia de manchas frías en la fotosfera han permitido determinar las propiedades físicas de estas estructuras fotosféricas, así como su localización y distribución sobre la superficie de la estrella (Rodonò 1986). Sin embargo, los parámetros determinados con estos modelos están afectados por el problema de la no unicidad de la solución, lo cual es menos importante cuando se dispone de un gran número de datos que permite estudiar la evolución del tamaño y la posición de las manchas y determinar la rotación diferencial en la estrella.

- Estudios espectroscópicos.

El estudio de los perfiles de algunas líneas espectrales utilizando la técnica denominada "Doppler imaging" es una potente herramienta para determinar el tamaño y la distribución de las manchas estelares (Vogt y Penrod 1983). En esta técnica se estudia el efecto que produce el paso de una mancha, a lo largo del hemisferio visible de la estrella, sobre el perfil de una línea ensanchada por rotación.

A partir de estos estudios se obtienen características de la actividad estelar diferentes a las solares:

- Rotaciones diferenciales de 2 a 3 ordenes de magnitud menores que en el Sol, y en algunos casos en sentido opuesto, es decir con una velocidad angular que aumenta hacia los polos (Vogt y Hatzes 1991).

- Manchas fotosféricas de gran tamaño y en muchas ocasiones situadas en los polos o a latitudes muy altas (Hackman et al. 1991).

Regiones activas (playas)

Se han encontrado evidencias de la existencia de regiones activas en sistemas binarios utilizando la técnica denominada "Spectral imaging" que ha sido aplicada a las líneas h y k de Mg II por Walter et al. (1987) y Neff et al. (1989). Este método está basado en la descomposición del perfil observado en varias componentes debidas: a las estrellas que componen el sistema, a una componente brillante de emisión, y al medio interestelar. Estudiando la evolución del perfil de la línea a lo largo de un ciclo orbital es posible construir un mapa de la distribución de regiones activas en la estrella y determinar sus características físicas. Se encuentra que no siempre estas regiones activas están asociadas a las manchas fotosféricas.

Protuberancias

La detección en estas estrellas de material extenso visto sobre el limbo similar a las pro-

tuberancias solares ha sido posible gracias a los estudios de Hall y Ramsey (1992, 1994). Las protuberancias se ponen de manifiesto como excesos de absorción en la línea $H\alpha$, en fases orbitales próximas a eclipse, ya que en estas fases la protuberancia de una de las componentes coincide en posición con la otra componente del sistema produciendo efectos visibles sobre su espectro. También se obtiene información sobre estas estructuras a partir del estudio de los excesos de emisión en las líneas $H\alpha$ y $H\beta$.

Estructuras coronales

Las observaciones en rayos X tomadas con los satélites Einstein, EXOSAT y ROSAT y en radio proporcionan evidencias de la existencia de coronas inhomogeneas en estas estrellas (Vaiana et al. 1981; Schmitt 1992). Se han encontrado también variaciones del flujo en rayos X con la fase y eclipses producidos por estructuras coronales.

Fulguraciones

Las fulguraciones son uno de los fenómenos de la actividad estelar más destacados. En el óptico se observan con frecuencia en estrellas enanas rojas (dK, dM) ya que en ellas el contraste con el continuo estelar es mayor que otras estrellas mucho más luminosas. También ha sido posible detectar fulguraciones en el óptico en algunos sistemas RS CVn como SV Cam (Patkos 1981) y V711 Tau (Foing et al. 1991).

Sin embargo, en rayos X, UV y en radio el continuo de la estrella es mucho menor y resulta mucho más fácil observar fulguraciones en estrellas de tipos más tempranos.

1.4 Resumen del trabajo

Este trabajo está enfocado al estudio de la actividad cromosférica a través de diferentes indicadores de actividad. Para ello se ha analizado una extensa muestra de estrellas con niveles de actividad muy diferentes: sistemas binarios activos (RS CVn y BY Dra), que en general muestran niveles de actividad altos o muy altos, y estrellas aisladas o componentes de sistemas binarios visuales por lo general poco activos.

Los principales indicadores de actividad estudiados son:

- las líneas de emisión H y K de Ca II,
- el exceso de emisión en la línea $H\alpha$,

La línea H ϵ situada a 1.6 Å hacia el rojo con respecto de la posición de la línea H de Ca II también ha sido estudiada en los casos en los que su detección fue posible. Asimismo para algunos sistemas se ha estudiado también el exceso de emisión en la línea $H\beta$.

En el Capítulo 2 se describen las observaciones y el proceso de reducción de las mismas. Se detallan las diferentes campañas de observación y la configuración instrumental utilizada en cada caso. Se han obtenido observaciones espectroscópicas, en diferentes fases orbitales, de 83 sistemas binarios cromosféricamente activos, 72 en la región de las líneas H y K de Ca II y 51 en la región de la línea $H\alpha$. Se han observado también 62 estrellas aisladas,

algunas de ellas componentes de sistemas binarios visuales.

En el Capítulo 3 se estudia la línea $H\alpha$ como un indicador de actividad, analizando las diferentes formas de obtener la componente cromosférica presente en esta línea y estudiando su relación con otros indicadores de actividad.

El Capítulo 4 se dedica a la descripción de todos los aspectos referentes a las líneas H y K de Ca II como indicadores de actividad cromosférica. Se describen los parámetros medidos en estas líneas y las unidades apropiadas para expresar el nivel de actividad.

Se estudia en el Capítulo 5 el efecto Wilson-Bappu y otras relaciones entre diferentes parámetros de las líneas H y K de Ca II en las estrellas de nuestra muestra, analizando diferentes efectos (nivel de actividad, rotación, etc) que dan lugar a desviaciones en estas relaciones.

Los resultados obtenidos para cada sistema se detallan en el Capítulo 6. Se describe el comportamiento observado en los espectros, tanto en H y K de Ca II como en $H\alpha$, y se estudian las posibles variaciones con la fase orbital y a largo plazo, realizando también una comparación con los resultados obtenidos por otros autores.

En el Capítulo 7 se analiza el comportamiento de los indicadores de actividad cromosférica (H y K de Ca II y $H\alpha$) en la muestra de estrellas estudiada. Se estudia el comportamiento de estos indicadores con la temperatura efectiva, el período de rotación y su relación con otros indicadores de actividad cromosféricos, de región de transición y de la corona.

Finalmente, en el Capítulo 8 se resumen las conclusiones más importantes obtenidas en este trabajo.

Capítulo 2

Observaciones y reducción

2.1 Observaciones

Las observaciones espectroscópicas analizadas en este trabajo fueron realizadas por miembros del Departamento de Astrofísica en varias campañas de observación desde 1985 a 1993 en los siguientes telescopios:

- El telescopio de 2.2 m del Observatorio del Centro Astronómico Hispano Alemán (CAHA) en Calar Alto (Almería), con la siguiente configuración instrumental:
 - Distancia focal (foco Coudé): 88 m
 - Relación focal: 40
 - Espectrógrafo Coudé con la cámara f/3
 - Detector CCD (en la Tabla 2.1 se indica el utilizado en cada campaña)
 - Red de difracción: (#1) en 2° orden para H y K de Ca II y en 1° para H α .
- El telescopio INT (Isaac Newton Telescope) de 2.5 m del Observatorio del Roque de Los Muchachos (La Palma). Con la siguiente configuración instrumental:
 - Distancia focal (foco Cassegrain): 37.5 m
 - Relación focal: 15
 - Espectrógrafo IDS (Intermediate Dispersion Spectrograph) con la cámara 500.
 - Detector CCD o IPCS (en la Tabla 2.1 se indica el utilizado en cada campaña)
 - Red de difracción: (H2400B) para H y K de Ca II y (H1800V) para H α .

En la Tabla 2.1 se hace un resumen de la observaciones dando para cada campaña de observación la fecha y la configuración instrumental utilizada: telescopio, detector, dispersión

Tabla 2.1: Resumen de las observaciones

O	Fecha	Telescopio	Detector	H y K de Ca II		H α	
				Å/pixel	$\delta\lambda$	Å/pixel	$\delta\lambda$
1	2-3 Junio 1985	INT	IPCS	0.100	0.200	-	-
2	20-25 Noviembre 1986	2.2m	RCA 501	0.200	0.400	0.500	1.000
3	Junio 1987	INT	IPCS	0.100	0.200	-	-
4	27 Enero - 1 Febrero 1988	2.2m	RCA	0.099	0.198	0.250	0.500
5	26-29 Julio 1988	INT	IPCS	0.099	0.198	-	-
6	13-19 Julio 1989	2.2m	RCA 006	0.099	0.198	0.250	0.500
7	22-23 Octubre 1991	INT	GEC3	0.190	0.380	-	-
8	10-16 Diciembre 1992	INT	EEV5	0.179	0.358	0.230	0.450
9	8-11 Enero 1993	2.2m	TEK #6	-	-	0.210	0.420
10	4-9 Marzo 1993	2.2m	TEK #6	0.210	0.420	-	-

recíproca en Å/pixel y la resolución espectral ($\delta\lambda$) en Å, tanto para las observaciones en la región de las líneas H y K de Ca II como en la región de la línea H α .

Para poder hacer la reducción de los datos se dispone además de las imágenes CCD de las estrellas a estudiar de las siguientes imágenes:

- *Dark*: Imagen obtenida en el CCD en ausencia de señal externa
- *Flat-Field*: Imagen obtenida iluminando el CCD con una fuente emisora uniforme. Que permite determinar las variaciones de sensibilidad, pixel a pixel a lo largo del detector.
- *Arco de comparación*: Imagen de una lámpara de comparación (Th-Ar) en la misma configuración espectroscópica que la utilizada en las estrellas estudiadas para poder realizar la calibración en longitud de onda.
- *Estrellas estándar*: Imágenes de varias estrellas estándar, es decir, estrellas para las cuales se conoce, a partir de datos publicados, su distribución espectral de flujo ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$). Con ellas cuales es posible obtener la curva de respuesta del detector y así poder realizar la calibración en flujos absolutos.

2.2 Estrellas observadas

A continuación se hace una descripción de los diferentes tipos de estrellas analizadas en este trabajo. Las estrellas en las que se centra este trabajo son los sistemas binarios cro-

mosféricamente activos, pero además se han observado también estrellas aisladas activas, para poder comparar el comportamiento de ambos tipos de objetos y estrellas no activas para ser utilizadas como estrellas de referencia.

2.2.1 Sistemas binarios cromosféricamente activos

Las estrellas analizadas constituyen una muestra de sistemas binarios activos RS CVn y BY Dra todos ellos incluidos en el Catálogo de estrellas binarias cromosféricamente activas de Strassmeier et al. (1988; 1993) (Catalog of Chromospherically Active Binary System) (CABS de ahora en adelante).

La selección de estrellas se realizó en función de:

1. La época en la que se debían realizar las observaciones
2. Incluir estrellas con períodos de rotación cortos (del orden de días) para poder estudiar variaciones con la fase. También se incluyeron estrellas con períodos largos para estudiar la influencia del período en el nivel de actividad.
3. Estrellas observadas anteriormente por el mismo grupo de investigación para poder estudiar variaciones de actividad a largo plazo.

Se han estudiado un total de 83 sistemas binarios cromosféricamente activos, de los cuales 73 han sido observados en la región de las líneas H y K de Ca II, 51 en la región de la línea H α y 5 en la línea H β . Esta muestra se ha dividido en tres grupos de acuerdo con la clase de luminosidad de la componente activa de la siguiente forma:

GRUPO 1: contiene los sistemas cuya componente activa está en la secuencia principal (clase de luminosidad V). Cuando ambas componentes están en la secuencia principal se trata de un sistema BY Dra según la definición de Fekel et al. (1986).

GRUPO 2: incluye los sistemas en los que la componente activa es una estrella evolucionada de clase de luminosidad IV. Normalmente la estrella compañera es también de clase IV o está en la secuencia principal.

GRUPO 3: contiene los sistemas cuya componente activa es una gigante o supergigante (clase de luminosidad III y II). La mayor parte de las estrellas incluidas en este grupo son binarias espectroscópicas en la que se observa sólo el espectro de una de las componentes (SB1).

De los 83 sistemas binarios analizados 23 pertenecen al grupo 1, 28 al grupo 2 y 32 al grupo 3, es decir, que la proporción de estrellas en cada uno de los grupos es muy similar, lo cual también ocurre en el conjunto total de estrellas incluidas en CABS, ya que del total de 206

Tabla 2.2: Parámetros estelares (Sistemas RS CVn y BY Dra),
Grupo 1. (Componente activa de clase de luminosidad V)

HD	Nombre	T _{sp}	SB	R (R _☉)	d (pc)	V-R	P _{orb} (días)	P _{rot} (días)	V _{sent} (km s ⁻¹)
3196	13 Cet A	{F7V/}G4V	1	-	21.3	[0.48]	2.0820	-	{24/}6
7700	UV Psc	G4-6V/K0-2V	2	1.21/0.91	125	0.54/0.69	0.861048	0.8610	66/47
17433	VY Ari	K3-4V-IV	1	-	21	0.61	13.198	16.42	6
283750	V833 Tau	dK5e	1	≥0.22	16.7	0.69	1.7878	1.797	6.3
45088	OU Gem	K3V/K5V	2	-	12	0.82/0.99	6.9919	7.3600	5.6/5.6
44982	SV Cam	G2-3V/K4V	1	1.11/0.74	74	0.53/0.91	0.59307	≈P _{orb}	105:/
-	YY Gem	dM1e/dM1e	2	0.62/	13.7	1.40/1.40	0.8142822	0.8143	40/40
80715	BF Lyn	K2V/[dK]	2	≥0.78/≥0.78	29		3.80406	≈P _{orb}	10/10
86590	DH Leo	{K0V/K7V}/K5V	3	{0.97/0.67}	32	0.64/0.90	1.070354	1.0665	{45/31}/8
98230	ξ UMa B	G5V	1	-	7.9	0.54	3.9810	3.9805	2.8
107760	AS Dra	G4V/G9V	2	-	29.4	0.60	5.414905	≈P _{orb}	12/8
108102	IL Com	F8V/F8V	2	{1.1/1.1}	86	0.47/0.47	0.9620	0.8200	35/35
131511	HR 5553	K2V	1	-	11.9	0.74	125.369	-	4
-	RS UMi	G0/G-K	2	-	350		6.16860	-	13/55
143313	MS Ser	K2V/K6V	2	-	30		9.0149	9.60	-
146361	σ ² CrB	F6V/G0V	2	1.22/1.21	21	0.50	1.139791	1.1687	26/25
165590	V772 Her	{G0V/[M1V]}G5V	1	{1.0:/}0.6:	41.7	{0.5/1.4}0.54	0.8794998	0.873	{65/}11
166181	V815 Her	G5V/[M1-2V]	1	0.93:/	31	0.54	1.8098368	1.8	27/
234677	BY Dra	K4V/K7.5V	2	1.2-1.4/	15.6	1.10	5.975112	3.827	8.0/7.4
175742	V775 Her	K0V/[K5-M2V]	1	0.85/	24	0.80	2.879395	2.898	15/
178450	V478 Lyr	G8V/[dK-dM]	1	≥0.9	26	0.65	2.130514	2.185	21/
200391	ER Vul	G0V/G5V	2	1.07/1.07	46	[0.50/0.64]	0.69809510	-	85/85
218738	KZ And	dK2/dK2	2	≥0.74/	[≈23]	[0.74/0.74]	3.032867	3.03	12.3/11.6
222317	KT Peg	G5V/K6V	2	0.93/0.72	25		6.20199	6.092	8/5

estrellas incluidas en este catálogo un 37% pertenene al grupo 1, un 25% al grupo 2 y un 38% al grupo 3.

En las Tablas 2.2, 2.3 y 2.4 se encuentran todos los sistemas binarios cromosféricamente activos (incluidos en los grupos 1, 2, 3 respectivamente) para los cuales se dispone de al menos una observación en H y K de Ca II o en H α o en H β . En dichas tablas se dan para cada sistema sus principales características espectroscópicas, orbitales y físicas. Toda esta información se ha obtenido de CABS o de las referencias indicadas al final de cada tabla.

2.2.2 Estrellas aisladas o componentes de sistemas binarios visuales

También se han observado estrellas aisladas o componentes de sistemas binarios visuales de diferentes tipos espectrales no activas o muy poco activas que se utilizarán como estrellas de referencia, para poder aplicar la técnica de substracción espectral, así como para hacer un estudio comparativo del nivel de actividad entre sistemas binarios y estrellas aisladas. Se han observado un total de 63 estrellas de las cuales 17 son de tipo espectral F, 30 de tipo G y 16 de tipo K. En la Tabla 2.5 se dan los parámetros estelares de este grupo de estrellas tomados de "The Bright Star Catalogue" (Hoffeit y Jaschek 1982, BSC de ahora

Tabla 2.3: Parámetros estelares (Sistemas RS CVn y BY Dra)
Grupo 2. (Componente activa de clase de luminosidad IV)

HD	Nombre	T _{sp}	SB	R (R _☉)	d (pc)	V-R	P _{orb} (días)	P _{rot} (días)	Vseni (km s ⁻¹)
8357	AR Psc	K2V/?	2	/≥1.5	17	0.69	14.300	12.245	9/6
-	LX Per	G0IV/K0IV	2	1.64/3.05	130	0.70/0.50	8.038207	7.905	9/19
21242	UX Ari	G5V/K0IV	2	0.93/≥4.7	50	0.70/0.54	6.43791	≈P _{orb}	6/37
22468	V711 Tau	G5IV/K1IV	2	1.3/3.9	36	0.62/0.75	2.83774	2.841	13/38
26337	EI Eri	G5IV	1	≥1.4/≥0.53	75	0.61	1.947	1.945	50
-	VV Mon	G2IV/K0IV	2	1.75/6.0	380	0.61/0.71	6.05056	≈P _{orb}	10/52
65626	54 Cam	F9IV/G5IV	2	3.14/2.64	38		11.0764	10.163	10/14
-	RU Cnc	F5IV/K1IV	2	1.9/4.9	300	0.40/0.75	10.17299	10.135	7/25
77137	TY Pyx	G5IV/G5IV	2	1.59/1.68	55	0.55/0.55	3.19858	6.835	23/23
-	RW UMa	F8IV/K0IV	2	2.31/4.24	150	0.47/0.71	7.32822	≈P _{orb}	13/27
106225	HU Vir	K0IV	1	≥5.7	220		10.3876	10.28	25
-	UX Com	G2/K1[IV]	2	1.0/2.5:	350	[/0.75]	3.642386	≈P _{orb}	15/55
113816	BD-04 3419	K2IV-III	1	-	165		> 20	-	6
114519	RS CVn	F4IV/G9IV	2	1.99/4.00	180	0.72	4.797851	4.7912	11/42
118216	BH CVn	F2IV/K2IV	2	3.10/2.85	53	0.41	2.6131738	2.634 ^a	≈10/
-	RV Lib	G8IV/K3IV	2	/6.8	270	[0.61/0.89]	10.722164	≈P _{orb}	31/30
-	SS Boo	G0V/K0IV	2	1.31/3.28	220	[0.50/0.75]	7.606133	≈P _{orb}	8.8/22
139588	RT CrB	G2/G5-8IV	2	2.6/3.0	360		5.117159	≈P _{orb}	28/31
150708	WW Dra	G2IV/K0IV	2	2.12/3.9:	180	[/0.72]	4.629617	≈P _{orb}	22/43
157482	HR 6469	{F2V/[G0V]}G5IV	1			0.49	2018.	83.2	{22/}4
163930	Z Her	F4V-IV/K0IV	2	1.85/2.73	100	[/0.69]	3.9928012	3.962	17/34
341475	MM Her	G2/K0IV	2	1.58/2.83	190	[/0.64]	7.960322	7.936	10/18
348635	AW Her	G2/G8IV	2	2.4/3.2	315	[/0.75]	8.800760	-	10/26
206301	42 Cap	G2IV	1	-	34		13.1740	-	5.5
209318	RT Lac	G5:/G9IV	2	4.2/3.4	205	0.77	5.074015	5.074015	43/49
210334	AR Lac	G2IV/K0IV	2	1.8/3.1	47	0.77	1.98322195	1.98322195	46/81
219113	SZ Psc	F8IV/K1IV	2	1.50/5.1	125	0.70	3.9658663	3.955	9/70
224085	II Peg	K2-3V-IV	1	2.2	29.4	0.89	6.724183	6.718	21

^a P_{rot} tomado del estudio fotométrico de Strassmeier et al. (1989)

Tabla 2.4: Parámetros estelares (Sistemas RS CVn y BY Dra)
Grupo 3. (Componente activa de clase de luminosidad III)

HD	Nombre	T _{sp}	SB	R (R _☉)	d (pc)	V-R	P _{orb} (días)	P _{rot} (días)	V _{scnt} (km s ⁻¹)
28	33 Psc	K0III	1	≈20	111	[0.77]	72.93	36.06 ^a	10
352	5 Cet	F/K1III	1	≈41	140	0.81	96.439	48.16 ^a	/22
1833	BD Cet	K1III	1	≥10	71	0.81	35.1	34.46	15
4502	ζ And	/K1III	1	≈0.7/13.4	31	0.84	17.7692	8.917 ^a	41
5516	η And	G8IV-III/G8IV-III	2	-	111	0.94	115.71	-	15
7672	AY Cet	WD/G5III	1	0.012/15	66.7		56.824	77.22	4
12545	BD+34 363	K0III	1	≥8	310		23.9824	24.3	17
13480	6 Tri	F5/K0III	2	13	75	[/0.77]	14.7339	≈P _{orb}	7/34
30050	RZ Eri	A8-F0IV/G8-K0IV-III ^a	2	2.79/6.80	143	/0.69	39.28254	31.4	64:/11
32357	12 Cam	K0III	1	≥16	134	[0.77]	80.895	85.0	10
37824	V1149 Ori	K1III	1	≥11	[164]	0.90	53.58	54.1	11
250810	CQ Aur	F5/K1IV	2	1.9/8.7	220		10.62148	10.56	18/45
-	SS Cam	F5V-IV/K0IV-III	2	2.2/6.4	255	0.40/0.73	4.82425	4.823	13:/62
57364	AR Mon	G8III/K2-3III	2	10.8/14.2	525	0.70/0.90	21.20812	-	24/33
62044	σ Gem	K1III	1	-	59	0.92	19.60458	19.410	25
73343	RZ Cnc	K1III/K3-4III	2	10.2/12.2	395	0.81/0.96	21.6430	≈P _{orb}	25/22
-	DM UMa	K0-1IV-III	1	≥3.8	130	0.80	7.4949	7.478	36
102509	93 Leo	A6:V/G5IV-III	2	1.7/5.9	36	/0.64	71.69	55.0	130/5
106677	DK Dra	K1III/K1III	2	≥13/≥13	130	0.89/0.89	64.44	63.75	10/10
124547	4 UMi	K3III	1	-	100	0.96	605.8	160.0	15
136905	GX Lib	[G-KV]/K1III	1	/≥7	[219]	0.84	11.1345	11.134	/32
153751	ε UMi	A8-F0V/G5III	1	1.7/12	71	[/0.89]	39.4809	-	/24.0
155638	V792 Her	F2IV/K0III	2	2.58/12.28	310	[0.36/0.77]	27.5384	27.07	5/21
160538	DR Dra	WD/K0-2III	1	0.012/≥5	87.9	[/0.81]	39.	31.5	/8
175306	o Dra	G9III	1	≥37	67	[0.74]	138.420	54.6	16
179094	V1762 Cyg	K1IV-III	1	≥8	250	0.81	28.59	27.8	15
184398	HR 7428	A2V/K2III-II	1	/62	302		108.5707	54 ^a	<50/21
185151	V1764 Cyg	F/K1III:	1	≥22	390	1.05	40.1425	39.878	/28
209813	HK Lac	F1V/K0III	1	-	150	0.75	24.4284	24.4284	/15
213389	V350 Lac	K2III	1	≥11	69	0.84	17.755	8.882 ^a	30
216489	IM Peg	K2III-II	1	/≥12	50	0.90	24.649	24.39	24
222107	λ And	G8IV-III	1	-	23	0.78	20.5212	53.952	6

^a P_{rot} tomado del estudio fotométrico de Strassmeier et al. (1989)

Tabla 2.5: Parámetros estelares
(Estrellas aisladas o componentes de sistemas binarios visuales)

HD	Nombre	T _{sp}	V-R	P _{rot} (días)	V _{seni} (km s ⁻¹)
F					
13480B	6 Tri B	F5V	0.40	2.236	-
120136	τ Boo	F6IV	0.42	-	10.0
82328	θ UMa	F6IV	0.42	-	10.0
124850	ι Vir	F6III	-	-	15.0
187013	17 Cyg	F7V	0.45	-	10.0
212754	34 Peg	F7V	0.45	-	10.0
25998	50 Per	F7V	0.45	2.6	20.0
216385	σ Peg	F7IV	0.45	-	10.0
187691	ο Aql	F8V	0.47	-	5.0
142373	χ Her	F8V	0.47	-	10.0
194012	IIIR 7793	F8V	0.47	-	5.0
45067	HR 2313	F8V	0.47	-	< 15
6920	44 And	F8V	0.47	15.3	< 15
107213	9 Com	F8V	0.47	-	10.0
136202	5 Ser	F8III-IV	0.48	-	5.0
154417	HR 6349	F8.5IV-V	0.48	7.78	5.0
43587	HR 2251	F9V	0.49	-	5.0
G					
115383	59 Vir	G0V	0.50	3.33	5.0
152792	-	G0V	0.50	-	-
114710	β Com	G0V	0.50	12.35	10.0
206860	HN Peg	G0V	0.50	4.86	10.0
29645	IIIR 1489	G0V	0.50	-	< 15
13974	δ Tri	G0V	0.50	-	10.0
98231	ξ UMa A	G0V	0.50	-	< 15
218739	ADS 16557 A	G0V	0.50	-	-
39587	χ ¹ Ori	G0V	0.50	5.36	10.0
13421	64 Cet	G0IV	0.50	-	< 15
190406	15 Sgc	G1V	0.52	13.94	5.0
146362	σ ¹ CrB	G1V	0.52	-	-
33021	13 Ori	G1IV	0.52	-	5.0
-	Sol	G2V	0.53	25.72	-
143761	ρ CrB	G2V	0.53	0.0	5.0
81809	HR 3750	G2V	0.53	40.20	10.0
9562	HR 448	G2IV	0.61	-	< 15
12235	112 Psc	G2IV	0.61	-	< 15
217014	51 Peg	G2.5IV	0.61	-	0
20630	κ ¹ Cet	G5V	0.54	9.24	< 15
115617	61 Vir	G6V	0.55	-	< 15
190360	HR 7670	G6IV	0.62	-	-
182488	HR 7368	G8V	0.58	-	-
131156 A	ξ Boo A	G8V	0.58	6.31	3
144287	-	G8V	0.58	-	-
101501	61 UMa	G8V	0.58	16.68	< 15
182572	31 Aql	G8IV	0.64	-	< 15
188512	β Aql	G8IV	0.64	-	15
158614	HR 6516	G8IV	0.64	-	-
62345	κ Gem	G8III	-	-	10
K					
3651	54 Psc	K0V	0.64	48.00	-
45410	6 Lyn	K0III-IV	-	-	-
62509	β Gem	K0III	-	-	< 15
190404	-	K1V	0.69	-	-
10476	107 Psc	K1V	0.69	35.2	< 20
22072	HR 1085	K1IV	0.75	-	-
142091	κ CrB	K1IV	0.75	-	< 15
22049	ε Eri	K2V	0.74	11.68	< 15
4628	HR 222	K2V	0.74	38.5	-
16160	HR 753	K3V	0.82	48.0	-
219134	HR8832	K3V	0.82	-	-
115404	-	K3V	0.82	18.47	-
127665	ρ Boo	K3III	0.96	-	< 15
131156 B	ξ Boo B	K4V	0.91	12.28	20
201091	61 Cyg A	K5V	0.99	35.37	10
201092	61 Cyg B	K7V	1.15	37.84	< 25

Tabla 2.6: Parámetros estelares (Estrellas de Bario y otras gigantes)

HD	Nombre	T_{sp}	V-R	V_{sent} (km s^{-1})
5395	28 Cas	G8IIIb	0.70	17
11658	BD+50 394	K2	0.84	-
20394	BD+01 573	K0III	0.77	-
31483	-	K1	0.81	-
43389	BD-02 1530	K2	0.84	-
49641	BD+03 1414	K1	0.81	-
50082	BD+06 1411	K0	0.77	-
50843	BD+04 1506	K1	0.81	-
58368	BD+07 1719	G8IIIb	0.77	-*
95345	58 Leo	K1III	0.81	19
101013	HR 4474	K0III	0.77	-*
104979	α Vir	G8IIIa	0.77	19
125079	SAO 139848	G8	0.70	-
131873	β UMi	K4III	1.11	17
139195	16 Ser	K0III	0.81	17
163770	θ Her	K1IIa	0.90	19
164349	93 Her	K0.5IIb	0.87	17
168532	105 Her	K3III	0.96	-
185958	β Sge	G8III	0.70	19
198809	31 Vul	G7III	0.68	19
199939	BD+43 3779	G9III	0.82	-*
201657	BD+16 4469	G9III	0.82	-
206778	ϵ Peg	K2Ib	1.05	17
211594	BD-06 5964	K0(III)	0.77	-
215665	λ Peg	G8III	0.76	19
218356	56 Peg	G8Ib	0.97	17
252117	BD+09 1097	K2	0.84	-

en adelante). El valor del período de rotación se ha tomado en algunos casos de Noyes et al. (1984) y Donahue (1993). Se ha incluido también en esta tabla el Sol como una estrella de tipo G2V ya que fué posible obtener espectros del Sol con la misma configuración instrumental que la utilizada para las estrellas, recurriendo para ello a la luz solar reflejada por la Luna. La mayor parte de estas estrellas pertenecen a la muestra seleccionada por Wilson (1978) para estudiar la variabilidad de la actividad a largo plazo (ciclos), la cual incluye estrellas con niveles de actividad bastante diferentes. Otras se han tomado por ser estrellas poco activas ya utilizadas por otros autores como estrellas de referencia. Finalmente, algunas de estas estrellas son componentes de sistemas múltiples en los cuales una de las componentes es un sistema binario cromosféricamente activo también estudiado en este trabajo.

Se han incluido también en el estudio un grupo de estrellas de Bario y otras gigantes de las cuales sólo algunas presentan una considerable emisión en H y K de Ca II. En la Tabla 2.6 se dan los parámetros estelares para estas estrellas tomados de Lu (1991).

2.3 Reducción de las observaciones

El proceso de reducción de las imágenes espectroscópicas, desde la imagen CCD original hasta el espectro de la estrella (flujo en función de la longitud de onda), se ha realizado con la ayuda de programas de tratamiento de datos y procesado de imagen especialmente diseñados para utilidades astrofísicas que se encuentran instalados en los ordenadores VAX del Departamento de Astrofísica de la UCM tales como:

MIDAS (Munich Image Data Analysis System) desarrollado por ESO (European Southern Observatory)

DIPSO que es una de las utilidades de otro gran paquete de programas especialmente diseñado para utilidades astrofísicas desarrollado por el proyecto británico STARLINK y proporcionado por SERC (Science and Engineering Research Council).

En el proceso de reducción se han seguido los siguientes pasos:

2.3.1 Lectura de los datos

Las observaciones espectroscópicas tomadas en el observatorio astronómico se graban en una cinta magnética o en un EXABYTE en forma de ficheros con formato FITS (Flexible Image Transport System). Para poder analizar estas observaciones es necesario trasladar la información contenida en estos ficheros al ordenador con el que se va a trabajar para ello se utiliza un lector de cintas magnéticas o un lector de EXABYTE con el cual se pasa la información a la memoria del ordenador.

2.3.2 Eliminación de columnas irrelevantes

El espectro original de una estrella consiste en una imagen CCD bidimensional (dirección espacial y dirección de dispersión). El aspecto que muestra esta imagen es el de una franja central brillante sobre la que se observan zonas de diferentes brillos a lo largo de la dirección de dispersión (las líneas espectrales). En la dirección espacial se tiene la imagen de la estrella situada en el centro y la imagen del cielo a ambos lados de la estrella. En la dirección de dispersión se tiene la imagen de la estrella a diferentes longitudes de onda.

Puesto que el espectro de la estrella ocupa sólo una estrecha franja central de toda la imagen CCD se pueden eliminar columnas de pixels a ambos lados de la imagen ya que éstas van a ser irrelevantes.

2.3.3 Substracción del *Dark*

Antes de extraer el espectro unidimensional (número de cuentas en función de la longitud de onda) es necesario realizar algunas correcciones a las imágenes CCD originales. La primera de

estas correcciones es la eliminación de la corriente de oscuridad. Para ello se realizan varias imágenes con el CCD en ausencia de señal externa con diferentes tiempos de exposición (*Dark*). Si los *Dark* así obtenidos varían apreciablemente con el tiempo de exposición sería necesario hacer la corrección de cada imagen problema con un *Dark* del mismo tiempo de exposición, pero si esto no ocurre basta con tomar un valor medio de todas las imágenes *Dark*, realizar una estadística en diferentes partes de la imagen y tomar la moda como valor numérico para el *Dark*, valor que después será necesario substraer a todas las imágenes. En las observaciones de Dic-92 el *Dark* se tomó, para cada espectro, de la zona de la imagen CCD no iluminada por la rendija.

2.3.4 Corrección de *Flat-Field*

Para corregir las imágenes de las posibles variaciones de sensibilidad de pixel a pixel a lo largo del detector se toman imágenes iluminando el CCD con una fuente emisora uniforme (*Flat-Field*) y se realizan los siguientes pasos:

- Se calcula el valor medio de todos los *Flat-Fields*.
- Se subtrae el valor numérico del *Dark*.
- Se normaliza el *Flat-Field* dividiéndolo por el valor medio de toda la imagen.
- Finalmente se divide cada una de las imágenes, a las que previamente se las ha substraído el *Dark*, por el *Flat-Field* normalizado.

2.3.5 Extracción del espectro

Una vez corregida la imagen CCD de los efectos antes citados hay que extraer el espectro, es decir, pasar de la imagen CCD a una representación gráfica del número de cuentas en función de posición en pixels en la dirección de dispersión (posición que después se identificará con una longitud de onda) para ello se suman las columnas de pixels que contienen la imagen de la estrella (desde la columna n1 a la columna n2 en la dirección espacial siendo n1 la columna donde comienza la imagen y n2 la columna donde termina). Para eliminar el número de cuentas producido por el fondo de cielo se suma un número igual de columnas en la región exterior a la estrella (las cuales contienen sólo cielo) y se resta al resultado anterior obtenido sólo con la estrella.

Los espectros de la primera noche de las observaciones de Dic-1992 presentaban un giro notable, es decir, la dirección de dispersión no estaba orientada con las columnas del CCD, lo que obligó a realizar un giro en las imágenes para poder extraer correctamente los espectros. El resto de los espectros analizados no presentaba este inconveniente.

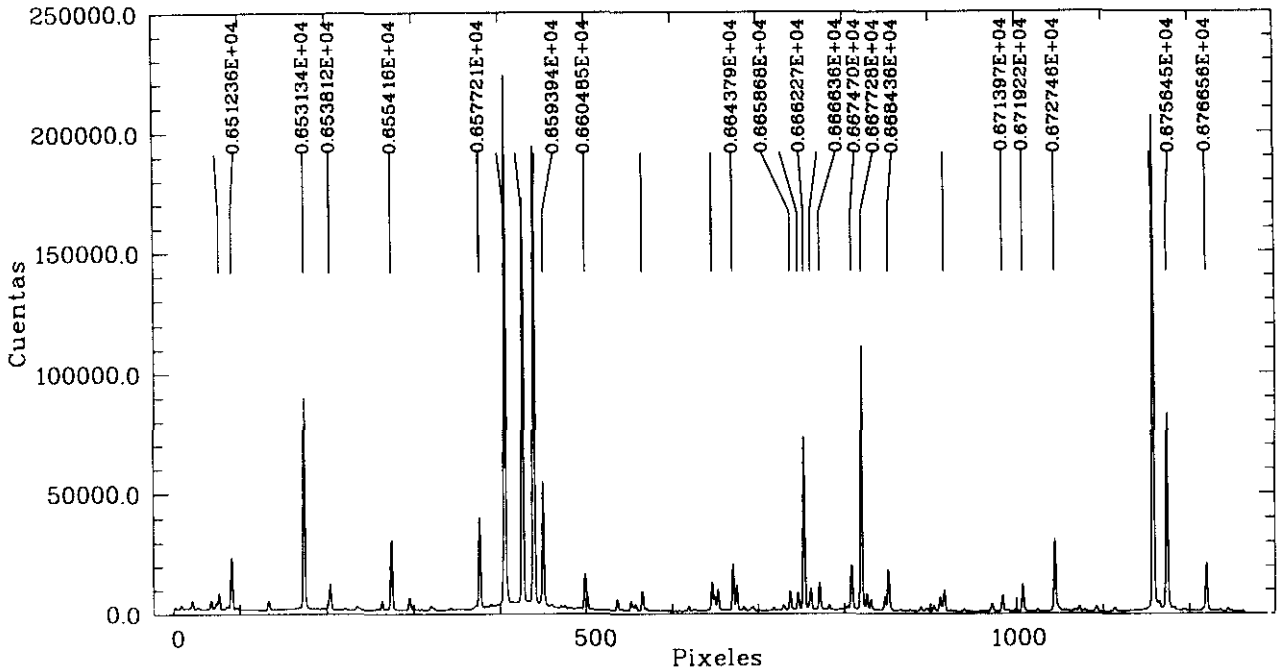


Figura 2.1: Arco de Th-Ar en la región de la línea $H\alpha$

2.3.6 Calibración en longitud de Onda

Para obtener el espectro propiamente dicho es necesario realizar una calibración en longitud de onda, es decir, identificar la posición ocupada por un píxel en la imagen con una longitud de onda real, para ello se toma con el mismo detector y la misma configuración instrumental el espectro de un arco de calibración. En las observaciones aquí analizadas el arco utilizado fue un arco de Torio-Argon (Th-Ar) (ver Fig. 2.1 y Fig. 2.2).

Las longitudes de onda de las líneas que aparecen en el espectro del arco son conocidas y se han tomado de: "Atlas of Thorium-Argon Spectrum for the ESO Echelle Spectrograph in the $\lambda\lambda$ 3400-9000 Å region", Scientific Report ESO. La calibración se realiza identificando las líneas observadas en el espectro del arco (de las cuales se conoce su posición en píxeles) con las líneas dadas en el atlas (de las cuales se conoce su longitud de onda), de esta forma se ajusta un polinomio entre posición en píxeles y longitud de onda.

En las figuras 2.1 y 2.2 se ha representado el espectro del arco de Torio-Argon en la región de la línea $H\alpha$ y en la región de las líneas H y K de Ca II respectivamente. En ambas figuras se ha marcado la posición y longitud de onda de las líneas identificadas.

En las calibraciones en longitud de onda que se han realizado se han identificado entre 30 y 50 líneas y se han ajustado polinomios de orden 3 o 4 obteniendo errores que están por debajo de 0.04 Å. El rango espectral obtenido en la región de la línea $H\alpha$ es de 6467 a 6720 Å y en la región de las líneas H y K de Ca II de 3840 a 4052 Å, aunque varía de unas

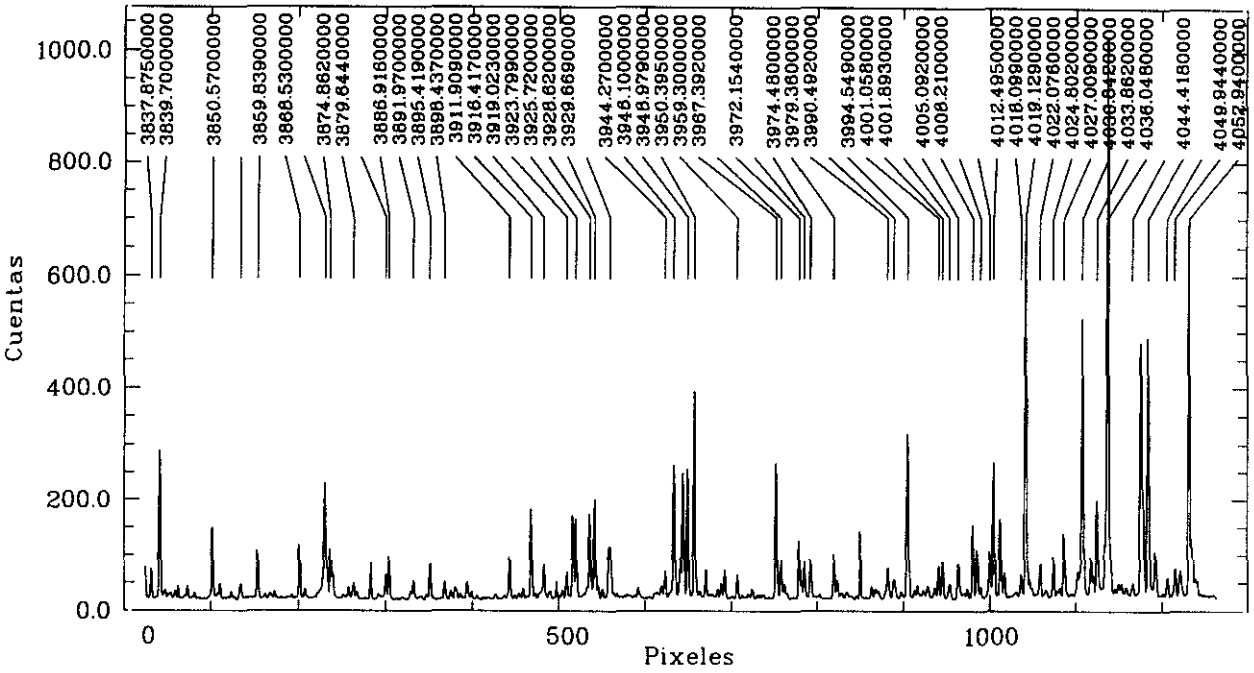


Figura 2.2: Arco de Th-Ar en la región de la líneas H y K de Ca II

observaciones a otras dependiendo de la longitud de onda central adoptada y del tamaño del CCD utilizado. El número de Å/píxel obtenido en cada caso se indica en la Tabla 2.1.

2.3.7 Corrección de extinción atmosférica

La atmósfera terrestre produce una variación del flujo observado a cada longitud de onda dada por:

$$F_c = F_o 10^{0.4 K_\lambda \sec(z)}$$

donde F_c es el flujo corregido de extinción, F_o es el flujo observado, K_λ es la extinción para cada λ en magnitudes tomada de la curva de extinción del Observatorio de Calar Alto o del Observatorio del Roque de Los Muchachos y $\sec(z)$ es la masa de aire en el momento de la observación.

2.3.8 Calibración en flujo absoluto

El paso de (cuentas Å⁻¹) a (erg cm⁻²s⁻¹ Å⁻¹) se realiza con la curva de respuesta del detector calculada con la observación de estrellas estándar de las cuales se conoce su distribución de energía. Las estrellas estándar utilizadas se ha tomado de Oke y Gunn (1983) y Barnes y Hayes (1984). La curva de respuesta se obtiene dividiendo el espectro observado de la estrella estándar entre la distribución de energía conocida de dicha estrella. El espectro

calibrado se obtiene finalmente dividiendo el espectro original ya corregido de extinción por la curva de respuesta.

Las discrepancias de noche a noche en las estrellas estándar están dentro de un 5%. Se ha obtenido una estimación del error en la calibración (inferior al 15%) calibrando una estrella estándar con una curva de respuesta obtenida con otra de ellas y comparando los valores obtenidos con los que aparecen en la literatura.

2.3.9 Normalización del espectro

Cuando la calibración a flujos absolutos no ha sido posible se ha realizado una normalización del espectro, es decir, se ha dividido el espectro completo por el valor del flujo observado a una determinada longitud de onda. En la región de la línea $H\alpha$ se ha tomado el valor del flujo en una región del espectro (6540 Å) relativamente libre de líneas y situada en las proximidades de la línea $H\alpha$. El valor tomado ha sido el valor medio en una ventana de 3 Å centrada en 6540 Å. Para los espectros en la región de las líneas H y K de Ca II se ha tomado el valor del flujo en una banda de 1 Å, centrada en 3950.5 Å.

Capítulo 3

La línea $H\alpha$

3.1 Introducción

La presencia de la línea $H\alpha$ en emisión en estrellas enanas de los últimos tipos (K y M) se asocia a la existencia de una intensa actividad cromosférica en estas estrellas que tienen una profunda zona de convección y por lo tanto una gran generación de campos magnéticos que causan calentamientos no radiativos. Estas estrellas con $H\alpha$ en emisión reciben el nombre de estrellas dKe y dMe, presentan fuertes emisiones H y K de Ca II y con frecuencia se observan en ellas fulguraciones (Robinson et al. 1990). Sin embargo, las estrellas dM y dK normales con la línea $H\alpha$ en absorción no presentan fulguraciones y la emisión H y K de Ca II es muy débil. Por lo tanto la presencia de emisión $H\alpha$ en esas estrellas es un verdadero indicador de actividad cromosférica.

La línea $H\alpha$ se ha observado también en emisión en algunos sistemas binarios RS CVn con elevados niveles de actividad. Pero, al contrario de lo que sucedía en las estrellas dKe y dMe se han observado muchos sistemas RS CVn con importantes emisiones H y K del Ca II que no presentan apreciable emisión $H\alpha$ o que presentan sólo un llenado de la absorción. Por lo tanto, la presencia de emisión $H\alpha$ en los sistemas RS CVn indica claramente la existencia de altos niveles de actividad pero la ausencia de emisión $H\alpha$ no quiere decir que la actividad cromosférica sea baja.

Mientras que las líneas de resonancia H y K de Ca II están siempre controladas colisionalmente en las cromosferas estelares, la línea $H\alpha$ está controlada por fotoionización o por colisiones según las condiciones de densidad y temperatura en la región de formación de esta línea. Por lo tanto, pequeños cambios en la densidad electrónica pueden hacer que la función fuente de la línea $H\alpha$ pase de estar controlada por fotoionización a estar controlada por los efectos colisionales dando lugar a importantes cambios en el perfil observado, ya que puede pasar, de estar en absorción a observarse como una importante emisión.

Cram y Mullan (1979) y Cram y Giampapa (1987) estudian el perfil de la línea $H\alpha$ en estrellas de los últimos tipos con fulguraciones y encuentran que en ausencia de cromosfera

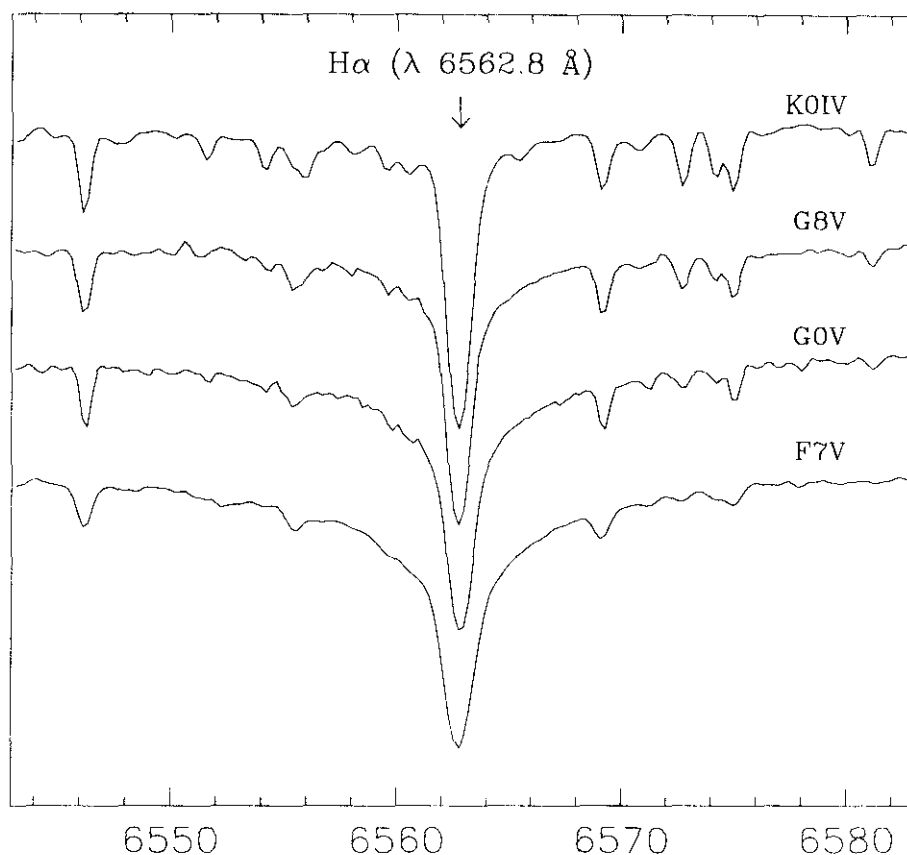


Figura 3.1: Perfil de la línea $H\alpha$ en estrellas de referencia de diferentes tipos espectrales F7V, G0V, G8V y K0IV.

la línea se presenta como una débil absorción, cuando aumenta la cantidad de material cromosférico la absorción de la línea primero se hace más profunda, después desarrolla picos de emisión en las partes externas de las alas y finalmente cuando la cromosfera es lo suficientemente masiva, se convierte en una fuerte línea de emisión.

3.2 La línea $H\alpha$ en estrellas no activas

El perfil de la línea $H\alpha$ en estrellas de los últimos tipos sin apreciable actividad cromosférica se presenta como una línea intensa de absorción. Las alas del perfil se hacen cada vez más importantes, al ir hacia tipos espectrales más calientes, tanto en estrellas enanas como en estrellas gigantes y supergigantes. En la Fig. 3.1 puede verse este efecto en cuatro estrellas de tipos espectrales F7V, G0V, G8V y K0IV.

Tabla 3.1: Estrellas de referencia ($H\alpha$)

Ref	HD	Nombre	T_{sp}	Espectro $H\alpha$ observado			R^*
				W_{obs} (\AA)	R_c	$F(1.7 \text{ \AA})$	
F							
1f	82328	θ UMa	F6IV	1.96	0.222	0.589	3
2f	25998	50 Per	F7V		0.303	0.683	3
3f	194012	HR 7793	F8V	2.37	0.240	0.597	2
4f	142373	χ Her	F8V	1.82	0.227	0.607	2
5f	136202	5 Ser A	F8III-IV	1.89	0.220	0.588	2
6f	154417	HR 6349	F8.5IV-V	2.10	0.259	0.625	2
G							
1g	144287		G0V	1.42	0.252	0.705	2
2g	206860	HN Peg	G0V	2.10	0.299	0.682	2
3g	39587	χ^1 Ori	G0V	1.82	0.308	0.735	3
4g	190406	15 Seg	G1V	1.83	0.229	0.612	2
5g	33021	13 Ori	G1IV	1.62	0.223	0.667	3
6g	143761	ρ CrB	G2V	1.62	0.222	0.623	2
7g	190360	HR 7670	G6IV	1.55	0.227	0.655	2
8g	131156A	ξ Boo A	G8V	1.69	0.346	0.786	2
9g	101501	61 UMa	G8V	1.42	0.279	0.757	3
10g	62345	κ Gem	G8III	1.40	0.221	0.703	3
11g	215665	λ Peg	G8III	1.63	0.214	0.610	2
12g	218356	56 Peg	G8Ib	2.09	0.429	0.840	2
13g	199939		G9III	1.48	0.220	0.653	2
14g	201657		G9III	1.49	0.217	0.651	2
K							
1k	190404		K0V	1.36	0.262	0.753	2
2k	45410	6 Lyn	K0III-IV	1.35	0.229	0.724	3
3k	62509	β Gem	K0III	1.28	0.219	0.713	3
4k	164349	93 Her	K0.5 Ib	1.76	0.208	0.929	2
5k	163770	θ Her	K1IIa	2.17	0.285	0.592	2
6k	206778	ϵ Peg	K2Ib	2.03	0.174	0.464	2
7k	131873	β UMi	K4III	1.75	0.342	0.783	2
8k	201091	61 Cyg A	K5V	1.22	0.353	0.916	2
9k	201091	61 Cyg B	K7V	1.08	0.406	1.006	2

* Resolución espectral: 1: 1.0\AA , 2: 0.5\AA , 3: 0.45\AA , 4: 0.42\AA

3.2.1 Las estrellas de referencia

Se han observado 29 estrellas no binarias y poco activas (con nula o muy poca emisión en H y K de Ca II) de varios tipos espectrales (F5-K7) y clases de luminosidad (V, IV, III) para poder utilizarlas como estrellas de referencia a la hora de estudiar el comportamiento del perfil $H\alpha$ de las estrellas binarias activas estudiadas en este trabajo.

En la Tabla 3.1 se da el número HD, el nombre y el tipo espectral, T_{sp} , de las estrellas de referencia que han sido utilizadas, así como algunos parámetros de la línea $H\alpha$ medidos en el espectro observado que se describirán más adelante. En la última columna se da un código que indica la resolución espectral obtenida en cada caso. Varias de estas estrellas también fueron observadas en H y K de Ca II (ver Capítulo 4) y por lo tanto se conoce su nivel de actividad. Aquellas estrellas que presentan una emisión H y K de Ca II considerable no han sido utilizadas como estrellas de referencia.

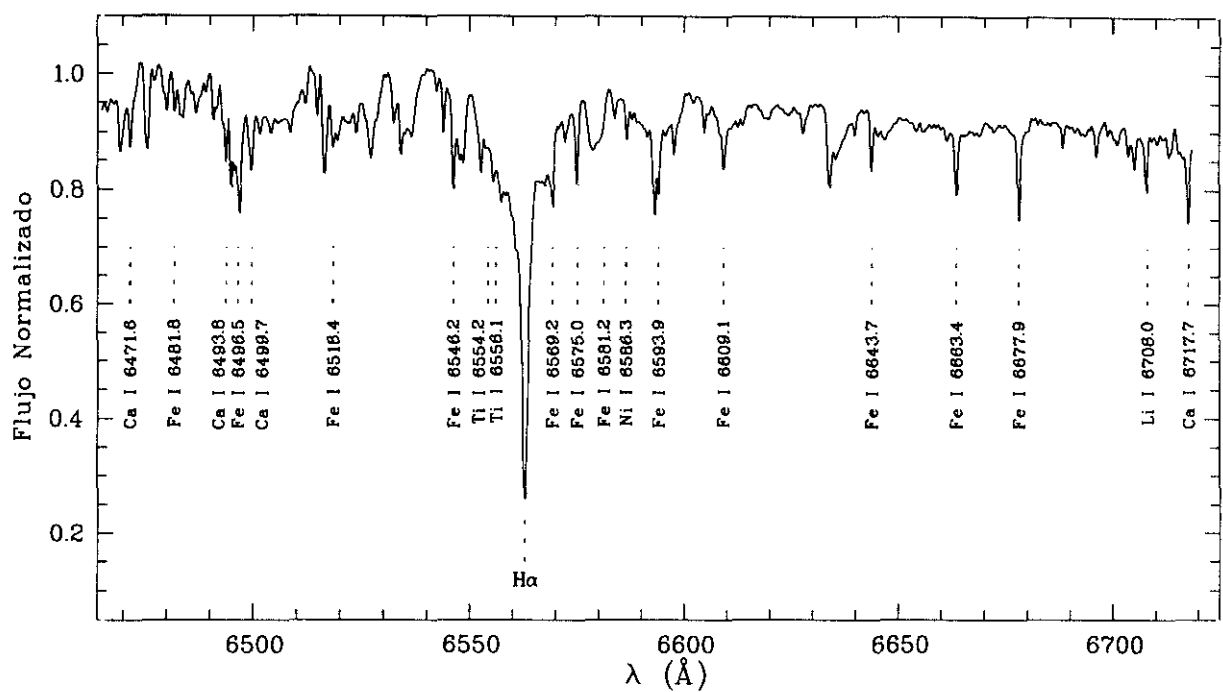


Figura 3.2: Espectro en la región de la línea $H\alpha$, entre 6400-6700 Å, en el que se han identificado las principales líneas espectrales indicando sus correspondientes longitudes de onda.

3.2.2 Identificación de las líneas

En la Fig. 3.2 se presenta uno de los espectros estudiados (desde 6400-6700 Å) en el que se han identificado las principales líneas espectrales, indicando sus correspondientes longitudes de onda. Como se puede ver hay algunas líneas que se superponen a las alas de las línea $H\alpha$.

La línea de FeI (λ 6677.99 Å) situada en el lado rojo del espectro es una línea estrecha y fácilmente identificable en todos los espectros estudiados, por lo que es la que se ha utilizado para comprobar, si el espectro observado tenía o no contribución de ambas componentes y para calcular la posición que debe ocupar la línea $H\alpha$ a partir de la posición teórica y observada de esta línea de FeI. Esto ha sido necesario en los casos, en los que las líneas $H\alpha$ de las dos componentes aparecen muy próximas entre sí y en los casos en los que la estrella presenta bastante actividad y la línea presenta un llenado en absorción considerable que la hace casi indistinguible del resto de las líneas del espectro.

3.3 Exceso de emisión $H\alpha$

Las primeras observaciones de la línea $H\alpha$ en estrellas de los últimos tipos mostraron que la línea aparecía en unos casos como una absorción y en otros como una emisión por encima del continuo. Más tarde se encontró que la línea presentaba un llenado de la absorción por

actividad cromosférica tanto en estrellas no binarias activas (Zarro y Rodgers 1983; Herbig 1985; Pasquini y Pallavicini 1991; Thatcher y Robinson 1993) como en estrellas binarias activas (Strassmeier et al. 1990; Eker et al. 1994; y Frasca y Catalano 1994)

En los sistemas binarios con actividad cromosférica el exceso de emisión en $H\alpha$ presenta diferentes comportamientos en relación con otros indicadores de actividad, y el origen de esta emisión se ha atribuido en la literatura a diversas causas:

- Exceso de emisión $H\alpha$ relacionado con la onda fotométrica, observándose mayores emisiones en el mínimo de la onda, lo que sugiere que esta emisión proviene de regiones que están concentradas alrededor de la manchas fotosféricas. Algunos sistemas en los que se ha observado esto son: RS CVn, UX Ari y Z Her (Weiler 1978), II Peg (Vogt 1981; Ramsey y Nations 1984), σ Gem (Eker 1986), HR 7275 (Eker 1989), y DH Leo (Newmark et al. 1990).
- Exceso de emisión $H\alpha$ no relacionado con la onda fotométrica, lo que sugiere que la emisión proviene de regiones globalmente distribuidas en la superficie de la estrella, quizás similares al entramado cromosférico del Sol (network), o que la emisión proviene de regiones circumpolares, IM Peg (Huenemoerder et al. 1990).
- Exceso de emisión $H\alpha$ correlacionado con las emisiones en las líneas H y K de Ca II y el triplete infrarrojo de Ca II que indican un origen común para estas emisiones.
- La emisión $H\alpha$ puede también estar relacionada con la transferencia de masa en las binarias próximas, produciendo un exceso de absorción en una de las componentes debido a la perturbación que produce la corriente de materia procedente de la otra componente que llena su lóbulo de Roche, como ocurre en: UX Ari (Huenemoerder et al. 1989) y HR 1099 (Buzasi et al. 1991).
- La presencia de excesos de emisión o de absorción en $H\alpha$ también permite poner de manifiesto la existencia de material extenso, en forma de protuberancias como es el caso de: V471 Tau (Guinan et al. 1986; Young et al. 1990), DH Leo (Newmark et al. 1990), SS Boo (Hall et al, 1990), AW Her, MM Her, UV Psc, PW Her, UX Com, y AD Cap (Hall y Ramsey 1992).

La forma de poner de manifiesto la existencia de actividad cromosférica a través de la línea $H\alpha$ es, por lo tanto, por la comparación con el perfil observado en una estrella no activa. La diferencia entre ambos perfiles es lo que se conoce con el nombre de exceso de emisión y la mejor forma de cuantificarlo es determinando la correspondiente anchura equivalente (EW).

3.4 Determinación de la EW de emisión

3.4.1 Método BDM

Uno de los métodos para determinar la EW de emisión de la línea $H\alpha$, basado en la comparación de la EW observada en la estrella activa con la observada en una estrella de referencia es el método propuesto por Bopp, Dempsey y Maniak (1988) (método BDM de ahora en adelante) y utilizado también posteriormente por Strassmeier et al. (1990). A continuación se describe este método:

- 1) Determinación del continuo.

La intensidad del continuo se ha establecido eligiendo dos ventanas relativamente libres de líneas de aproximadamente 3 \AA centradas en 6540 \AA y 6590 \AA y promediando los valores de intensidad en estos pixels. El continuo queda definido por una línea recta entre estos valores medios en 6540 \AA y 6590 \AA .

- 2) Límites de integración.

Los límites de integración para el cálculo de la EW se obtienen por extensión de los lados del perfil de absorción por una línea recta hasta el nivel del continuo. Los puntos de intersección de estas rectas con el continuo lineal antes determinado son los que se utilizan como límites de integración. De esta forma quedan deliberadamente excluidas de las medidas las alas de la línea.

Esta aproximación minimiza el número de líneas telúricas incluidas en la determinación de la EW, mientras que se concentra más en el núcleo de la línea que es donde tienen lugar la mayor parte de las posibles variaciones debidas a la actividad cromosférica de la estrella estudiada. Es importante señalar que esta técnica, no da información consistente de las EW para aquellas estrellas en las que existan importantes alas de emisión, o pronunciadas asimetrías en el perfil $H\alpha$, y que no deben de compararse las EW determinadas con este método con las medidas normales de EW que consideran toda la línea y que por tanto tienen un valor más elevado.

En la Fig 3.3 se ilustra gráficamente el método BDF antes descrito. Las líneas verticales discontinuas marcan las posiciones de 6540 \AA y 6590 \AA respectivamente. La línea punteada horizontal es el continuo lineal establecido entre estas dos regiones. Puede verse también, con líneas punteadas, la prolongación del núcleo de la línea con rectas hasta el continuo. De este modo quedan determinados los límites de integración.

En la primera de las figuras, la línea presenta unas alas extensas que no se tienen en cuenta al medir la EW con este método.

En la segunda figura, las alas de la línea son prácticamente inapreciables y las rectas que se extienden desde el núcleo no se separan en ningún momento del perfil de la línea. La

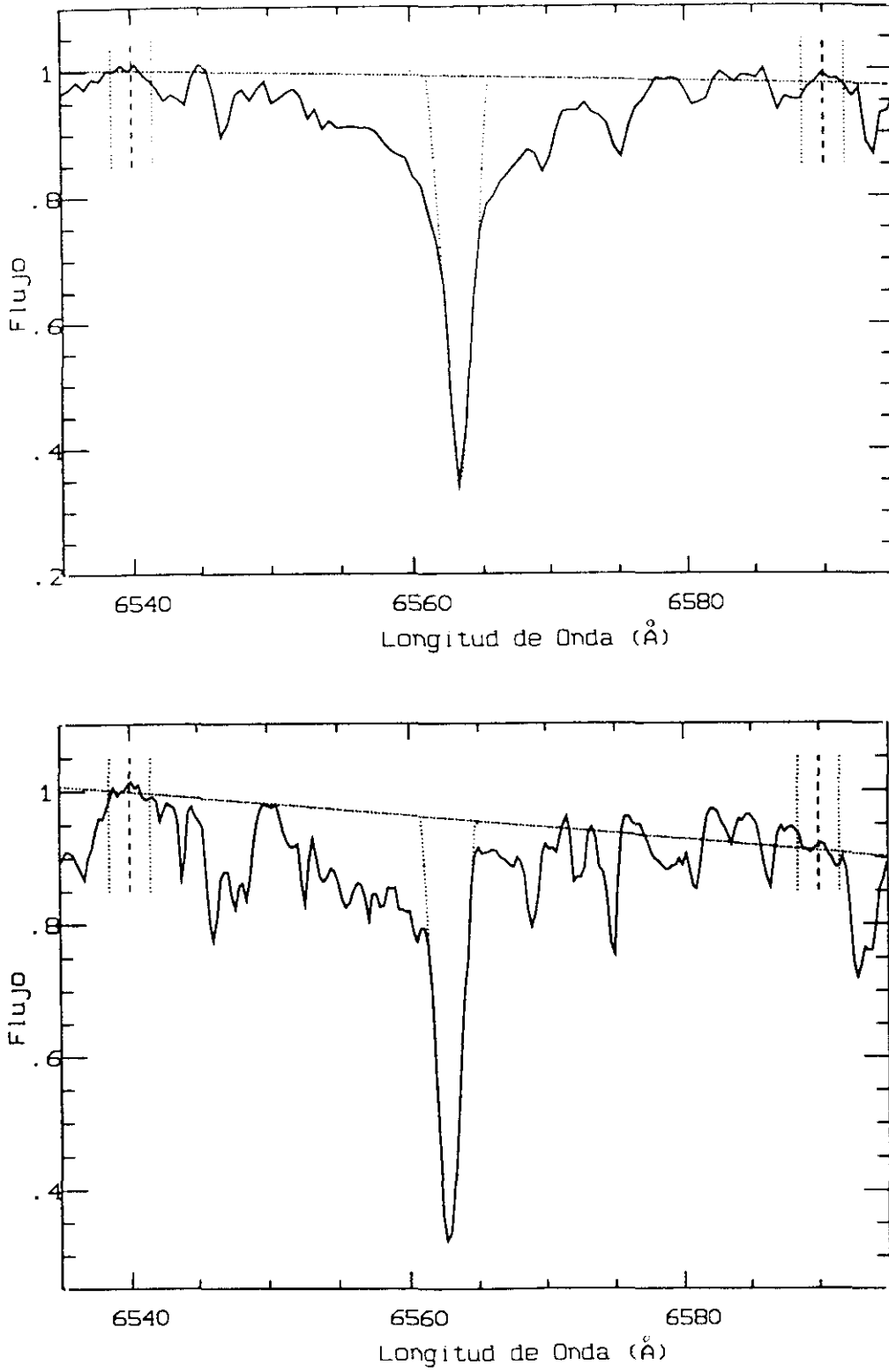


Figura 3.3: Descripción del método BDM para la determinación de la EW observada en la línea H α

medida de las EW siguiendo este método, se ha realizado con un procedimiento basado en comandos MIDAS que permite de una forma interactiva realizar cada uno de los pasos:

- Dibuja el espectro entre 6535 y 6595 Å.
- Calcula la media de los pixels en las ventanas de 3 Å centradas en 6540 y 6590 Å.
- Dibuja el continuo lineal entre los dos puntos medios calculados en el paso anterior.
- Se toman con el cursor puntos del núcleo de la línea en la parte azul y en la parte roja con los cuales el programa calcula las líneas rectas que van a representar a la línea.
- Se toman con el cursor los puntos de intersección de estas rectas con el continuo. Con lo cual el programa obtiene el nuevo perfil de la línea sobre el cual se va a medir la EW.

Con todo esto se obtiene la EW deseada así como el valor de la intensidad residual R_c . El valor de la EW es positivo cuando se trata de una línea de absorción y negativo cuando la línea esta en emisión.

• 3) Determinación de la EW de emisión

La anchura equivalente de emisión (EW_e) se ha calculado de la siguiente forma:

$$EW_e = EW - EW_{ref}$$

donde EW es la anchura equivalente medida en la estrella en estudio y EW_{ref} es la anchura equivalente medida en la estrella de referencia.

Como algunas de las estrellas estudiadas tienen períodos de rotación muy cortos, las líneas observadas en estas estrellas van a estar afectadas por ensanchamiento rotacional. Este ensanchamiento produce una disminución de la EW medida por este método. Para evitar este efecto es necesario ensanchar rotacionalmente la estrella de referencia con la velocidad de rotación correspondiente a la estrella estudiada.

3.4.2 Técnica de Substracción Espectral

Puesto que todos los sistemas estudiados son sistemas binarios, el perfil observado de la línea $H\alpha$ es el resultado de la combinación de dos espectros y su aspecto va a depender de si el sistema es SB1 (sólo se observa el espectro de una de las componentes) o SB2 (se observa el espectro de ambas componentes). Cuando se trata de un sistema SB2, en el que las líneas aparecen suficientemente separadas, es posible hacer un ajuste por dos Gaussianas y de esta forma separar la contribución de cada una de las estrellas al espectro. La separación entre las dos líneas depende de cual sea la fase orbital, en la cual se ha realizado la observación, lo que hace que en algunos casos las dos líneas queden completamente mezcladas y no sea posible separar cada componente. Cuando se trata de un sistema SB1 se observa siempre el perfil $H\alpha$ como el de una sola línea que puede cambiar su forma al ir variando la fase orbital. Todo esto hace que la medida de la anchura equivalente de absorción sea

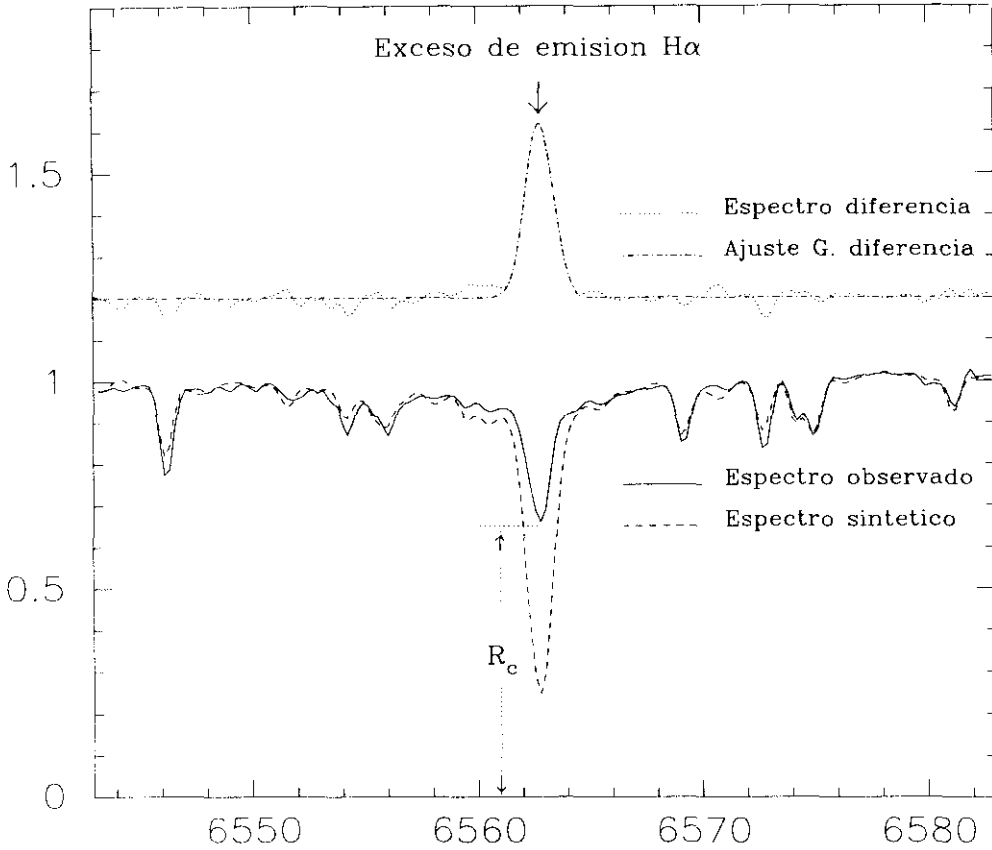


Figura 3.4: Método de sustracción espectral en la línea $H\alpha$. Se muestra el espectro observado, el sintético y el el espectro diferencia convenientemente desplazado hacia arriba junto con el correspondiente ajuste Gaussiano.

extremadamente complicada. El espectro compuesto observado va a estar afectado por ensanchamiento, desplazamiento por velocidad radial, mezcla con líneas metálicas de los alrededores e incertidumbre en el nivel del continuo.

Por lo tanto no es posible, en la mayor parte de los casos, determinar la anchura equivalente de cada una de las componentes y después compararla con la EW de estrellas del mismo tipo espectral y clase de luminosidad para averiguar si la estrella presenta una actividad cromosférica apreciable o no.

Para solucionar esto se ha optado por construir espectros sintéticos del sistema estudiado a partir de espectros de estrellas no activas del mismo tipo espectral y clase de luminosidad que las estrellas que componen el sistema, los cuales se han obtenido con la misma configuración instrumental que las estrellas en estudio. De esta forma es posible construir un espectro sintético que simula el espectro puramente fotosférico de la estrella estudiada, el cual al ser sustraído del espectro observado nos dará la contribución cromosférica al espectro, es decir, la posible emisión $H\alpha$.

Para poder realizar todo este proceso es necesario hacer las siguientes hipótesis:

- Una relación lineal en la transferencia radiativa entre los campos de radiación fotosférico y cromosférico.
- No hay un acoplamiento radiativo entre las regiones activas y no activas.
- La fotosfera en las estrellas activas es de naturaleza similar al de estrellas con menos actividad cromosférica y menos regiones magnéticas.
- La velocidad de rotación de las estrellas utilizadas para construir el espectro sintético es despreciable frente a las rápidas rotaciones que presentan algunos de los sistemas binarios estudiados.
- Las componentes estelares son esféricas y tienen un coeficiente de oscurecimiento hacia el limbo estándar.

Teniendo en cuenta estas suposiciones el espectro sintético $I_T(\lambda)$ se obtiene siguiendo los siguientes pasos:

1) Se toman los espectros de las estrellas de referencia que correspondan, $I_1(\lambda)$ y $I_2(\lambda)$, los cuales previamente han sido normalizados a 1 dividiendo por el flujo en 6540 \AA y corregidos por el desplazamiento debido a la velocidad radial de la estrella en estudio.

2) Se realiza un desplazamiento en longitud de onda a cada uno de los espectros, según la velocidad radial correspondiente a la fase orbital (φ) del momento de la observación.

$V_n(\varphi, \gamma, K_n)$: Desplazamiento de velocidad radial que depende de :

- φ : la fase orbital,
- γ : la velocidad del centro de masas del sistema
- K_n : semi-amplitud de la velocidad radial de cada componente

3) Se ensanchan rotacionalmente los espectros según el valor de $V \sin i$ de cada una de las componentes del sistema en estudio.

4) Antes de sumar los espectros componentes sometidos a los pasos 1), 2) y 3) se multiplica a cada uno por un peso en intensidad relativa (S_H y S_C) que representa la fracción con la que contribuye cada una de las estrellas componentes, al espectro total . Esta fracción se calcula a partir de la relación de luminosidades entre las dos estrellas en la región de la línea $H\alpha$, $\alpha = L_H/L_C$, siendo L_H y L_C la luminosidad de la componente caliente (H) y fría (C) respectivamente. El valor de α lo podemos obtener de la siguiente forma:

$$\alpha = \left(\frac{R_H}{R_C} \right)^2 \left(\frac{B_H}{B_C} \right), \quad (3.1)$$

donde R_H , y R_C son los radios de la componente caliente y fría respectivamente y B_H , y B_C son las funciones de Planck, evaluadas a $\lambda_{H\alpha} = 6562.8 \text{ \AA}$ y a la temperatura efectiva de las componentes caliente y fría respectivamente.

Los pesos en intensidad relativa (S_H y S_C) se obtienen teniendo en cuenta que

$$L_H + L_C = L_T \quad (3.2)$$

$$S_H + S_C = 1 \quad (3.3)$$

donde L_T es la luminosidad total, de forma que:

$$S_H = \frac{L_H}{L_T} = \frac{\alpha}{1 + \alpha}, \quad (3.4)$$

$$S_C = \frac{L_C}{L_T} = \frac{1}{1 + \alpha}. \quad (3.5)$$

5) Una vez realizados los pasos anteriores se suman los espectros componentes para obtener el espectro sintético, el cual queda también normalizado a 1.

Por lo tanto, para poder modelar el espectro sintético es necesario conocer para cada una de las componentes las siguientes características: el tipo espectral de cada componente, las velocidades de rotación proyectadas ($v \sin i$), las velocidades radiales orbitales (es decir γ y K_H , K_C), y los pesos en intensidad (S_H y S_C)

Por sustracción del espectro sintético del espectro observado se obtiene un espectro residual que contiene sólo la contribución cromosférica a la línea $H\alpha$ (exceso de emisión $H\alpha$). La anchura equivalente del exceso de emisión $H\alpha$, $EW(H\alpha)$, se define entoces como la EW medida en el espectro substraído, una vez transformado para que tenga un continuo igual a la unidad. La contribución de cada componente estelar en el espectro substraído se obtiene por medio de dos ajustes Gaussianos. Finalmente, la $EW(H\alpha)$ es corregida de las diferentes contribuciones de cada componente, al continuo total, multiplicando por un factor ($1/S_C$) para la componente fría y por ($1/S_H$) para la componente caliente.

Técnicas similares han sido ampliamente utilizadas en la literatura.

Herbig (1985) determinó la EW del exceso de emisión para 40 enanas de tipos F8-G3 utilizando para todas las estrellas una misma estrella de referencia (G0V).

Young et al. (1989) obtuvieron la EW del exceso de emisión en estrellas dM utilizando como estrella de referencia estrellas dM no activas con el mismo índice de color (R-I) que la estrella estudiada.

Thatcher y Robinson (1993) estudiaron el exceso de emisión en $H\alpha$ en una muestra de estrellas binarias y no binarias de últimos tipos G a primeros K utilizando sólo dos estrellas de referencia de tipos G6V y K1V.

Fraquelli (1984) aplicó la técnica de sustracción espectral al sistema V711 Tau, utilizando perfiles teóricos de la línea $H\alpha$, calculados a partir de un modelo de atmósfera, en vez de estrellas de referencia. Hall y Ramsey (1992), Lázaro y Arévalo (1994), Montes et al. (1994a) y Frasca y Catalano (1994) han realizado estudios más extensos y detallados en sistemas binarios cromosféricamente ativos (RS CVn y BY Dra) utilizando este método.

Los parámetros de la línea $H\alpha$ medidos en el espectro observado y substraído se dan en las Tablas 3.2, 3.3 y 3.4

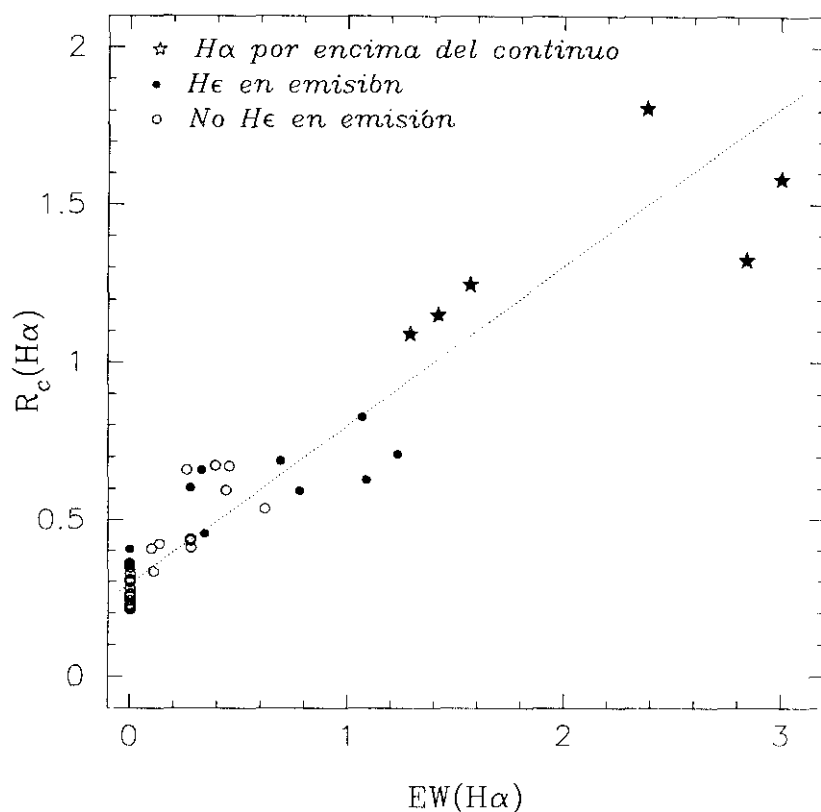


Figura 3.5: Intensidad residual, R_c , frente a la EW del exceso de emisión $H\alpha$, $EW(H\alpha)$. Se han utilizado diferentes símbolos para representar las estrellas con emisión $H\alpha$ por encima del continuo (estrellas en negro), con $H\epsilon$ en emisión (círculos negros) y sin $H\epsilon$ en emisión (círculos blancos). La línea punteada corresponde al mejor ajuste lineal.

En la columna (3) se da la fase orbital (φ) en cada uno de los espectros, calculada con las efemérides dadas en CABS, y en la columna (4) H y C significan que la emisión proviene de la componente caliente y fría respectivamente, y T significa que en esa fase orbital no es posible separar la contribución de cada componente. En la columna (5) se indican las estrellas de referencia utilizadas para construir el espectro sintético, utilizando el código dado en la Tabla 3.1. La columna (6) da los pesos en intensidad relativa de cada componente (S_H y S_C). La columna (7) da la anchura a mitad de altura (W_{obs}), medida en el espectro observado. Las columnas (10), (11), y (12) dan la anchura a mitad de altura (W_{sub}), la intensidad del pico de emisión (I), y la EW del exceso de emisión $H\alpha$ ($EW(H\alpha)$), respectivamente, medidos en el espectro substraído.

3.4.3 Otros índices de actividad $H\alpha$

Otros parámetros observacionales que pueden reflejar la componente cromosférica de la línea $H\alpha$ son:

Tabla 3.2: Medidas de la línea H α en el espectro observado y en el substraído. Grupo 1.

Nombre	Fecha	φ	E	Ref	$S_{\text{H}}/S_{\text{C}}$	Espectro H α observado			Espectro H α substraído				R^*
						W_{obs} (Å)	R_{c}	$F(1.7\text{Å})$	W_{sub} (Å)	I	EW (Å)	$\log F_{\text{S}}$	
13 Cet	23/11/86	0.74	-	2f	-	2.44	0.355	0.749	-	0.000	0.000	0.000	1
UV Psc	24/11/86	0.02	T	9g/2k	0.75/0.25	-	0.850	1.516	2.17	0.415	0.959	6.588	1
VY Ari	16/12/92	0.18	-	2k	-	-	1.827	1.540	1.65	0.606	1.066	6.446	3
V833 Tau	11/12/92	0.96	-	3k	-	1.72	1.099	1.838	1.42	0.883	1.332	6.428	3
	16/12/92	0.76	-	3k	-	1.48	1.081	1.780	1.39	0.844	1.243	6.398	3
OU Gem	11/12/92	0.48	T	2k/2k	0.68/0.32	-	0.659	1.286	1.47	0.422	0.660	5.993	3
SV Cam	24/11/86	0.22	C	9g	0.86/0.14	4.21	0.659	1.147	1.43	0.172	0.262	5.707	1
YY Gem	11/12/92	0.49	T	5k/5k	0.50/0.50	1.95	1.807	2.806	1.84	1.213	2.382	5.959	3
DH Leo	11/12/92	0.72	H	9g	0.88	-	0.767	-	2.24	0.230	0.548	6.417	3
			C	2k	0.12	-	1.054	-	1.58	0.164	0.276	5.744	3
ξ UMa B	09/01/93	0.48	-	9g	-	1.69	0.333	0.811	1.24	0.049	0.107	5.283	4
IL Com	09/01/93	0.14	1	3g	0.50	-	0.714	-	1.42	0.129	0.195	6.214	4
			2	3g	0.50	-	0.738	-	1.81	0.129	0.246	6.315	4
σ^2 CrB	18/07/89	0.05	T	3f/1g	0.55/0.45	-	0.644	1.156	1.81	0.330	0.635	6.630	2
V772 Her	19/07/89	0.46	H	1g	0.77	3.78	0.595	1.083	1.65	0.250	0.439	6.523	2
V815 Her	19/07/89	0.52	11	8g	-	3.00	0.688	1.231	2.25	0.257	0.692	6.663	2

* Resolución espectral: 1: 1.0Å , 2: 0.5Å , 3: 0.45Å , 4: 0.42Å

Intensidad residual, R_{c}

La intensidad residual, R_{c} , es una medida de la profundidad de la línea (ver Fig. 3.4) y se determina como el mínimo flujo residual en la línea relativo al continuo normalizado. Para los sistemas con la línea H α en emisión por encima del continuo R_{c} es mayor que 1.

Los valores obtenidos de R_{c} se dan en la columna (6) de la Tabla 3.1 para las estrellas de referencia y en la columna (8) de la Tablas 3.2, 3.3 y 3.4 para las estrellas activas.

Zarro y Rodgers (1983) encontraron que este parámetro es un buen índice de actividad H α para estrellas enanas al comprobar que se producía un aumento de R_{c} al aumentar la emisión en la línea K de Ca II y por tanto al aumentar la actividad.

En la Fig. 3.5 se ha representado R_{c} frente EW(H α) para los sistemas en los que la componente activa es la que más contribuye al espectro observado, incluyendo también las estrellas de referencia, para las cuales EW(H α)=0. En esta figura puede verse que estos dos índices de actividad H α están estrechamente correlacionados, cumpliéndose el siguiente ajuste lineal:

$$R_{\text{c}}(\text{H}\alpha) = (0.295 \pm 0.015) + (0.505 \pm 0.048)\text{EW}(\text{H}\alpha) \quad (r = 0.95). \quad (3.6)$$

Flujo en 1.7 Å, $F(1.7\text{Å})$

El flujo en el centro de la línea H α , $F(1.7\text{Å})$, medido como el área residual en una banda de 1.7 Å centrada en la línea H α . Herbig (1985) y Pasquini y Pallavicini (1991) encontraron

Tabla 3.3: Medidas de la línea H α en el espectro observado y en el substraído. Grupo 2.

Nombre	Fecha	φ	E	Ref	S_{II}/S_C	Espectro H α observado			Espectro H α substraído				R^*
						W_{obs} (Å)	R_c	$F(1.7\text{Å})$	W_{sub} (Å)	I	EW (Å)	$\log F_S$	
AR Psc	24/11/86	0.61	H	9g	-	-	1.151	1.770	1.84	0.722	1.416	6.685	1
UX Ari	16/12/92	0.93	C	9g/2k	0.07/0.93	-	1.247	1.908	1.98	0.742	1.567	6.787	3
V711 Tau	16/12/92	0.13	C	9g/2k	0.16/0.84	3.53	1.290	2.136	3.46	0.696	2.555	6.927	3
	24/11/86	0.20	C	9g/2k	0.16/0.84	3.75	1.351	2.169	4.09	0.702	3.021	7.000	1
	25/11/86	0.26	C	9g/2k	0.16/0.84	3.76	1.401	2.247	4.03	0.747	3.175	7.021	1
	03/02/88	0.88	C	9g/2k	0.16/0.84	3.28	1.290	2.148	3.50	0.678	2.515	6.920	2
EI Eri	16/12/92	0.13	-	5g	-	3.31	0.673	1.176	1.59	0.230	0.393	6.316	3
VV Mon	11/12/92	0.70	H	5g	0.12	-	0.888	-	-	0.000	0.000	0.000	3
			C	2k	0.88	-	0.888	1.582	3.33	0.367	1.299	6.691	3
54 Cam	15/11/86	0.63	H	3g	0.68	-	0.727	-	-	0.000	0.000	0.000	1
			C	9g	0.32	-	0.508	-	1.23	0.092	0.121	5.790	1
RU Cnc	25/11/86	0.89	C	1f/2k	0.32/0.68	-	-	-	1.57	0.254	0.424	6.147	1
TY Pyx	16/12/92	0.76	H	5g	0.47	2.43	0.738	1.309	1.27	0.118	0.092	5.772	3
			C	5g	0.53	2.36	0.639	1.165	0.80	0.071	0.060	5.587	3
RW UMa	11/12/92	0.08	H	2f	0.41	-	0.497	-	-	0.000	0.000	0.000	3
			C	2k	0.59	-	1.045	-	1.76	0.420	0.788	6.474	3
RT CrB	18/07/89	0.55	T	6g/7g	0.52/0.48	-	0.495	0.899	2.12	0.099	0.223	6.041	2
WW Dra	18/07/89	0.53	T	4g/1k	0.52/0.48	-	0.534	0.994	2.30	0.166	0.407	6.187	2
HR 6469	18/07/89	0.82	I	3f	0.15 ^a	-	0.653	-	-	0.000	0.000	0.000	2
			3	7g	0.85 ^a	-	0.376	-	1.40	0.067	0.100	5.621	2
Z Her	18/07/89	0.64	H	3f	0.58	-	0.537	-	-	0.000	0.000	0.000	2
			C	1k	0.42	-	0.651	-	1.60	0.072	0.300	6.083	2
MM Her	18/07/89	0.24	H	6g	0.51	-	0.556	-	-	0.000	0.000	0.000	2
			C	1k	0.49	-	0.871	-	1.67	0.346	0.617	6.527	2
RT Lac	24/11/86	0.68	H	7g	0.53 ^b	-	0.846	-	2.12	0.186	0.421	6.259	1
			C	1k	0.47 ^b	-	0.903	-	1.72	0.210	0.386	6.106	1
	19/07/89	0.33	H	9g	0.53 ^b	-	0.736	-	1.41	0.095	0.143	5.791	2
			C	2k	0.47 ^b	-	0.836	-	1.93	0.180	0.371	6.089	2
AR Lac	19/07/89	0.48	T	6g/1k	0.36/0.64	-	-	-	1.16	0.118	0.193	5.863	2
SZ Psc	24/11/86	0.19	H	4f	0.19	-	0.841	-	-	0.000	0.000	0.000	1
			C	1k	0.81	-	0.943	-	2.98	0.348	1.105	6.563	1
	19/07/89	0.08	H	2f	0.19	-	0.730	-	-	0.000	0.000	0.000	2
			C	2k	0.81	-	0.804	-	3.09	0.213	0.722	6.378	2

^a Calculado con los parámetros estelares dados por Van Hamme et al. (1994)

^b Calculado con los parámetros estelares dados por Popper (1991)

* Resolución espectral: 1: 1.0Å , 2: 0.5Å , 3: 0.45Å , 4: 0.42Å

que la contribución cromosférica al perfil de la línea H α proviene principalmente de los 1.7 Å centrales con sólo pequeñas variaciones con el tipo espectral en su muestra de estrellas enanas y subgigantes. Los valores obtenidos de $F(1.7\text{Å})$ se dan en la columna (7) de la Tabla 3.1 para las estrellas de referencia y en la columna (9) de la Tablas 3.2 y 3.3, 3.4 para las estrellas activas. Se ha encontrado que en las estrellas de nuestra muestra también existe una buena correlación entre $F(1.7\text{Å})$ y $EW(H\alpha)$.

$$F(1.7\text{Å})(H\alpha) = (0.721 \pm 0.021) + (0.691 \pm 0.061)EW(H\alpha) \quad (r = 0.95). \tag{3.7}$$

En resumen, ambos parámetros observacionales pueden ser utilizados como índices de actividad cromosférica para estrellas no binarias y para sistemas binarios SB1. Sin embargo,

Tabla 3.4: Medidas de la línea H α en el espectro observado y en el substraído. Grupo 3.

Nombre	Fecha	φ	E	Ref	$S_{\text{H}}/S_{\text{C}}$	Espectro H α observado			Espectro H α substraído				R^*
						W_{obs} (Å)	R_{c}	$F(1.7\text{Å})$	W_{sub} (Å)	I	EW (Å)	$\log F_{\text{S}}$	
33 Psc	24/11/86	0.18	-	3k	-	1.49	0.302	0.784	-	0.000	0.000	0.000	1
ζ And	03/02/88	0.85	-	3k	-	2.16	0.423	0.848	1.11	0.115	0.136	5.567	2
RZ Eri	16/12/92	0.37	H	1f	0.40	-	0.650	-	-	0.000	0.000	0.000	3
			C	2k	0.60	-	0.617	-	0.85	0.167	0.152	5.788	3
12 Cam	24/11/86	0.55	-	3k	-	2.23	0.536	1.005	3.81	0.227	0.618	6.224	1
V1149 Ori	16/12/92	0.72	-	3k	-	1.75	0.593	1.124	0.99	0.375	0.777	6.194	3
CQ Aur	24/11/86	0.42	C	3g/2k	0.15/0.85	2.51	0.671	1.203	1.95	0.221	0.457	6.180	1
SS Cam	24/11/86	0.22	H	1f	0.26	-	0.839	-	-	0.000	0.000	0.000	1
			C	2k	0.74	-	0.759	1.347	3.03	0.197	0.635	6.351	1
AR Mon	11/12/92	0.36	T	10g/3k	0.52/0.48	-	0.557	-	-	-	-	-	3
σ Gem	04/02/88	0.13	-	3k	-	1.76	0.439	0.904	1.38	0.170	0.278	5.877	2
RZ Cnc	26/12/92	0.61	H	3k	0.56	-	0.749	-	1.05	0.253	0.282	5.905	3
			C	3k	0.44	-	0.741	-	1.34	0.087	0.124	5.332	3
DM UMa	10/01/93	0.40	-	3k	-	3.59	1.581	2.587	2.09	1.214	2.755	6.928	4
	11/01/93	0.53	-	3k	-	3.87	1.512	2.506	2.09	1.176	2.869	6.947	4
93 Leo	09/01/93	0.64	C	1f/10g	0.26/0.74	2.03	0.407	0.845	0.81	0.116	0.100	5.678	4
				4									
DK Dra	09/01/93	0.14	T	3k/3k	0.50/0.50	-	0.603	1.196	-	-	0.547	6.078	4
	10/01/93	0.15	T	3k/3k	0.50/0.50	-	0.652	1.262	-	-	0.502	6.031	4
GX Lib	18/07/89	0.80	-	5k	-	3.11	0.360	0.685	-	0.000	0.000	0.000	2
ϵ Umi	18/07/89	0.53	-	11g	-	2.10	0.325	0.698	-	0.000	0.000	0.000	2
V792 Her	18/07/89	0.21	H	3f	0.16	2.49	0.777	-	-	0.000	0.000	0.000	2
			C	11g	0.84	1.08	0.756	-	1.88	0.460	0.919	6.505	2
DR Dra	18/07/89	-	C	11g	-	1.89	0.456	0.927	1.18	0.274	0.343	6.027	2
HK Lac	19/07/89	-	C	11g	-	1.55	0.708	1.310	2.47	0.480	1.231	6.610	2
V350 Lac	19/07/89	0.62	-	11g	-	2.17	0.433	0.862	2.04	0.128	0.278	5.834	2
IM Peg	19/07/89	0.85	-	11g	-	1.69	0.628	1.179	2.48	0.315	1.084	6.338	2
λ And	19/07/89	0.81	-	11g	-	1.69	0.410	0.862	1.25	0.212	0.281	5.925	2

* Resolución espectral: 1: 1.0Å , 2: 0.5Å , 3: 0.45Å , 4: 0.42Å

para sistemas binarios SB2 la emisión de la componente activa está contaminada por la componente no activa que en muchos casos es la que tiene la contribución principal al flujo total observado. Además, si ambas componentes son activas sus emisiones pueden estar mezcladas. Por lo tanto para estos sistemas el exceso de emisión H α obtenido con la técnica de substracción espectral es el mejor indicador de actividad cromosférica.

3.4.4 Obtención del flujo superficial en H α

Con el fin de obtener los flujos superficiales cromosféricos absolutos en la línea H α , se ha utilizado el procedimiento de calibración desarrollado por Pasquini y Pallavicini (1991). El flujo en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ en la superficie de la estrella en la banda 6550-6600 Å , $F_{\text{S}}(50)$, viene dada como una función del índice de color (V-R).

$$\log F_{\text{S}}(50) = -1.4430(V - R) + 7.602. \quad (3.8)$$

Con este procedimiento de calibración se han convertido las EW del exceso de emisión cal-

culadas, $EW(H\alpha)$, en flujos absolutos en la superficie de la estrella, $F_S(H\alpha)$, de la siguiente forma:

$$F_S(H\alpha) = EW(H\alpha)(F_S(50)/F(50))50. \quad (3.9)$$

donde $F(50)$ es el flujo medido en la banda 6550-6600 Å en el espectro normalizado.

Para aquellas estrellas en la que no se conoce el índice de color (V-R) en CABS se han utilizado los índices V-R obtenidos a partir del tipo espectral (Johnson 1966). En la última columna de las Tablas 3.2, 3.3 y 3.4 se da el flujo superficial en $H\alpha$ ($\log F_S(H\alpha)$) obtenido con esta calibración.

Los flujos superficiales obtenidos con este método coinciden bastante bien con los obtenidos utilizando la calibración propuesta por Frasca y Catalano (1994) entre el flujo en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ en la superficie de la estrella a 6563 Å y el índice de color (B-V).

3.5 Exceso de emisión $H\beta$

La línea $H\beta$ también puede ser utilizada como indicador de actividad cromosférica, siendo necesario aplicar la técnica de substracción espectral para poder poner de manifiesto el llenado de la absorción como en el caso de la línea $H\alpha$.

Thatcher y Robinson (1993) encontraron una relación entre la intensidad residual en la línea $H\beta$ y el flujo en K de Ca II, confirmando que la línea $H\beta$ es también un indicador de actividad. Estos autores estudiaron también el cociente $H\alpha/H\beta$ encontrando una relación con la actividad y una tendencia a disminuir con el índice de color B-V.

Por otra parte, el estudio del cociente entre los excesos de emisión en $H\alpha$ y $H\beta$ ($E\alpha/E\beta$) proporciona información sobre el origen de la emisión. $E\alpha/E\beta > (3 - 15)$ sólo pueden ser debido a material extenso visto sobre el limbo (protuberancias), mientras que valores de $E\alpha/E\beta \approx (1 - 2)$ se obtienen en playas y protuberancias vistas sobre el disco, Buzasi (1993). La presencia de materia extensa en forma de protuberancias se puede inferir también a partir de observaciones en fases orbitales muy próximas al eclipse, que como Hall et al. (1989), y Hall y Ramsey (1992) han demostrado se ponen de manifiesto como excesos de absorción producidos cuando el material extenso (protuberancia), situado en el limbo de

Tabla 3.5: Estrellas de Referencia ($H\beta$)

HD	Nombre	T_{sp}	Espectro $H\beta$ observado		
			W_{obs} (Å)	R_c	$F(1.7 \text{ Å})$
218739	KZ And A	G0V	1.38	0.205	0.720
4628		K2V	1.05	0.268	0.945

Tabla 3.6: Medidas de la línea $H\beta$ en el espectro observado y en el substraído

Nombre	Fecha	φ	E	S_H/S_C	Espectro $H\beta$ observado			Espectro $H\beta$ substraído		
					W_{obs} (Å)	R_c	$F(1.7\text{Å})$	W_{sub} (Å)	I	EW (Å)
AR Psc	1992/12/15	0.36	C	0.65	-	-	-	0.87	0.391	0.361
UX Ari	1992/12/15	0.90	H	0.35	-	-	-	-	0.000	0.000
			C	0.65	-	-	-	1.42	0.274	0.414
V833 Tau	1992/12/15	0.66	-	-	-	0.658	1.292	0.77	0.431	0.355
KZ And	1992/12/15	0.40	H	0.60	-	0.505	1.163	0.87	0.088	0.081
			C	0.40	-	0.704	1.365	0.84	0.144	0.144
II Peg	1992/12/15	0.03	-	-	-	1.062	1.670	1.14	0.652	0.789

Tabla 3.7: Cociente $H\alpha/H\beta$

Nombre	Fecha	φ	E	$\frac{EW(H\alpha)}{EW(H\beta)}$	$\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}}$
AR Psc	1992/12/15	0.36	C	3.92	4.03
UX Ari	1992/12/15	0.90	H	-	-
			C	3.79	4.19
V833 Tau	1992/12/15	0.66	-	3.63	6.36
KZ And	1992/12/15	0.40	H	-	-
			C	-	-
II Peg	1992/12/15	0.03	-	-	-

una de las componentes, oculta parte de la otra componente en las proximidades del eclipse. Se ha realizado un estudio de la línea $H\beta$ similar al realizado para la línea $H\alpha$ en cinco sistemas binarios activos para los que se disponía de observaciones en la región de la línea $H\beta$. Las estrellas de referencia utilizadas en este caso se dan en la Tabla 3.5. Los parámetros de la línea $H\beta$ medidos en el espectro observado y en el espectro substraído se listan en la Tabla 3.6. En la Tabla 3.7 se da además el cociente entre las anchuras equivalentes de los excesos de emisión de las líneas $H\alpha$ y $H\beta$ para las estrellas en las que se disponía de observaciones en ambas líneas, así como el valor del cociente corregido de la diferencia de flujo en ambas líneas y de la diferencia de color de la regiones espectrales en las que se encuentran ambas líneas,

$$\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}} = \frac{EW(H\alpha)}{EW(H\beta)} * 0.2444 * 2.512^{(B-R)},$$

según Hall y Ramsey (1992)

3.6 Resumen

- Utilizando la técnica de substracción espectral se ha determinado la EW del exceso de emisión en 51 sistemas binarios cromosféricamente activos con diferentes niveles de actividad, determinando, cuando fue posible, la emisión $H\alpha$ proveniente de cada componente. Para estas estrellas se ha obtenido el flujo superficial en $H\alpha$ utilizando el procedimiento de calibración de Pasquini y Pallavicini (1991).
- En 7 de los sistemas estudiados (V772 Her, RU Cnc, RW UMa, RT CrB, WW Dra, MM Her y SS Cam) el comportamiento de la línea $H\alpha$ era desconocido hasta ahora (CABS) y para otros sistemas sólo se da en la literatura una descripción cualitativa del comportamiento de la línea. En OU Gem, Z Her, y SZ Psc CABS indica la presencia de emisión $H\alpha$ por encima del continuo, sin embargo, nosotros sólo hemos encontrado un llenado de la absorción. De todos los sistemas observados sólo 6 presentan una clara emisión $H\alpha$ por encima del continuo, para los demás es necesario aplicar la técnica de substracción espectral para poner de manifiesto la existencia de un exceso de emisión. Para algunos sistemas muy poco activos (ξ UMa B, 33 Psc, 13 Cet, GX Lib, y ϵ UMi) se ha obtenido que la diferencia entre el espectro observado y el espectro sintético es muy pequeña y es muy difícil determinar la $EW(H\alpha)$, en estos casos la EW no puede medirse con mucha precisión, y para algunos de ellos se ha dado un valor 0.0 en las Tablas 3.2, 3.3 y 3.3. Algunas de las causas de error en la determinación de $EW(H\alpha)$ pueden ser:
 - La precisión con la que se conocen los radios y los tipos espectrales en algunas de las estrellas programa, los cuales son necesarios para poder calcular los pesos (S_H y S_C).
 - La incertidumbre en las velocidades de rotación, $V \sin i$, que son necesarias para poder tener en cuenta el ensanchamiento rotacional de las líneas.
 - La diferencia en tipo espectral y clase de luminosidad entre la estrella estudiada y la estrella de referencia (lo cual viene limitado por la muestra de estrellas no activas de la que se dispone).
 - La posible presencia de un pequeño llenado de la absorción en la línea $H\alpha$ de las estrellas de referencia.
- En dos de los sistemas estudiados (RT Lac y RZ Cnc) se ha encontrado que, además del exceso de emisión de cada una de las componentes del sistema, existe una tercera componente de emisión en el espectro substraído que podría estar relacionada con la existencia de transferencia de masa, ya que en ambos sistemas la componente fría llena su lóbulo de Roche.
- Se ha comparado el exceso de emisión $H\alpha$ con otros índices de actividad $H\alpha$ (R_c ,

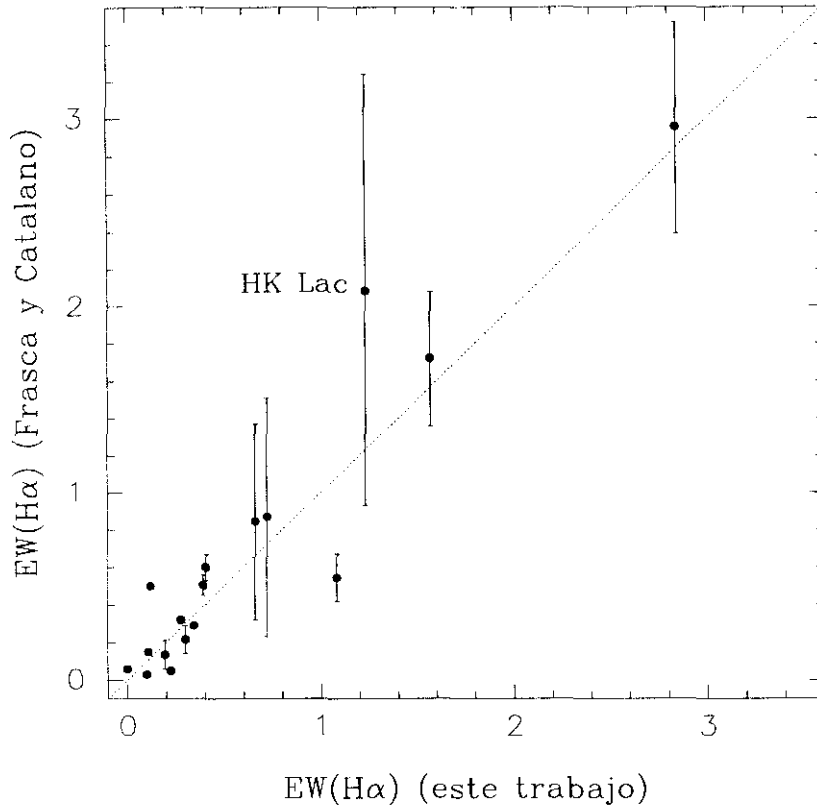


Figura 3.6: $EW(H\alpha)$ (Frasca y Catalano) frente a $EW(H\alpha)$ (este trabajo). Las barras de error representan los valores máximos y mínimos de la EW dados por Frasca y Catalano (1994)

$F(1.7\text{\AA})$, and EW_c) encontrando que para los sistemas binarios activos el exceso de emisión $H\alpha$ obtenido con la técnica de substracción espectral es el mejor indicador de actividad.

- Hay un buen acuerdo entre los valores de $EW(H\alpha)$ obtenidos en este trabajo y los obtenidos por Frasca y Catalano (1994) para las 18 estrellas comunes a ambas muestras. En la figura 3.6 se ha representado $EW(H\alpha)$ (Frasca y Catalano) frente a $EW(H\alpha)$ (este trabajo). Las barras de error representan los valores máximos y mínimos de la EW dados por Frasca y Catalano (1994). Las discrepancias encontradas pueden ser atribuidas a la variabilidad de la línea $H\alpha$ en estos sistemas. La estrella que más se desvía es HK Lac, para la que estos autores han encontrado una intensa fulguración en $H\alpha$ y una EW que varía desde 0.93 hasta 3.24 \AA .
- El comportamiento del exceso de emisión $H\alpha$ en función de la temperatura efectiva, del período de rotación y su relación con otros indicadores de actividad se estudia en el Capítulo 7.

Capítulo 4

Las líneas H y K de Ca II

4.1 Introducción

Las líneas H y K de Calcio ionizado (Ca II) en la parte violeta del espectro son las líneas fotosféricas de absorción más intensas observadas en el espectro del Sol. Inicialmente Fraunhofer (1814) designó con la letra H a este par de líneas en el espectro solar. Fue posteriormente (1843) cuando J.W. Draper al descubrir más líneas en la parte violeta del espectro solar y designarlas con letras de la L a la P, designó con la letra K a la línea con longitud de onda más corta del par inicialmente denominada H. Henri Deslandres en París en 1892 descubrió la presencia de emisiones muy débiles en el centro de las líneas H y K de absorción en el espectro solar y asignó los nombres de H_1 y K_1 a las líneas de absorción, H_2 y K_2 a las emisiones centrales y H_3 y K_3 a una pequeña absorción presente en la emisión que hace que ésta tenga el aspecto de un doble pico. No se conoció la existencia de estas líneas en otras estrellas de tipo G y K (diferentes al Sol) hasta alrededor de 1900, cuando G. Eberhard en Potsdam descubrió núcleos débiles de emisión en el centro de las intensas absorciones H y K de la estrella Arturus en placas fotográficas muy expuestas con una dispersión de 16 \AA/mm . Este descubrimiento fue publicado por Eberhard y Schwarzschild (1913). En este tiempo ya se habían encontrado otras dos estrellas de tipo K, Aldebaran y σ Geminorum, con emisión en las líneas H y K que eran mucho más intensas que las observadas en el espectro del Sol, por otra parte también se habían encontrado estrellas del mismo tipo espectral que no presentaban estas emisiones. Deslandres y Burson (1922) en el Observatorio de Meudon estudiaron un total de 20 estrellas de los últimos tipos con emisiones H y K de las cuales 3 (ϵ Gem, α Ori, β Dra) presentaban también las absorciones H_3 y K_3 . Estos autores ya mencionaron en su trabajo que las estrellas con las líneas H y K más anchas eran también las más luminosas, y que esto podría utilizarse como un método para determinar paralajes espectroscópicas (ver efecto Wilson-Bappu más adelante).

El número de estrellas conocidas con emisiones H y K aumentó considerablemente gracias a los trabajos realizados en Mt. Wilson por Joy y Wilson (1949) que catalogaron 456 estrellas

de tipos G, K y M con emisiones H y K de Ca II, 95 de las cuales también presentaban H₃ y K₃. Bildelman (1954) también catalogó 426 estrellas de los últimos tipos con emisiones H y K como parte de un extenso catálogo y bibliografía de todas las estrellas conocidas con líneas de emisión. O.C. Wilson comenzó en 1938 un estudio sistemático de las líneas de emisión H y K en Mt. Wilson y sus resultados en 1954 mostraron que la anchura total de la emisión K₂ estaba correlacionada con la magnitud absoluta de la estrella (Wilson 1954). Esta relación es conocida como efecto Wilson-Bappu como resultado del trabajo publicado en 1957 por O.C. Wilson y M.K. Vainu Bappu. Posteriormente Wilson (1959) presentó una calibración mejor de la relación de Wilson-Bappu utilizando las magnitudes del Sol y de las estrellas gigantes de las Hyades. Otros estudios permitieron poner de manifiesto que la intensidad de las emisiones H y K en las estrellas de la secuencia principal estaba relacionada con su edad (Wilson 1963; Wilson y Skumanich 1964) y con la rotación (Wilson 1966). B. Warner (1969) estudió las emisiones H y K de 200 estrellas del hemisferio Sur. El estudio de la variabilidad de las emisiones H y K en distintas escalas de tiempo proporciona gran cantidad de información: en escalas de varios años, sobre ciclos de actividad; en escalas intermedias de días o semanas, sobre la rotación estelar y evolución de las zonas activas; y en escalas aún más cortas, de horas o minutos, sobre fulguraciones y fenómenos de tipo eruptivo.

Por otra parte, la emisión en H y K de Ca II también está relacionada con el campo magnético, como se ha observado en el caso del Sol (Skumanich et al. (1975) y en otras estrellas (Saar y Schrijver 1987; Montesinos y Jordan 1993).

4.2 Parámetros característicos de las líneas H y K de Ca II

Las líneas H (λ 3968.47 Å) y K (λ 3933.67 Å) de Ca II en las estrellas activas tienen un perfil característico de una línea de resonancia dominado por colisiones. En este perfil es posible distinguir tres características principales (ver Fig.4.1) que para el caso de la línea K reciben el nombre de:

- K₁** : El mínimo de la absorción y comienzo de la emisión. La posición de estos mínimos está relacionado con el mínimo de temperatura de la fotosfera.
- K₂** : El máximo de la emisión, producido en la cromosfera.
- K₃** : La autoabsorción, originada en la parte más alta de la cromosfera.

Las características correspondientes a la parte azul y roja del espectro reciben las siguientes denominaciones respectivamente: K_{1V}, K_{1R}, K_{2V} y K_{2R}

y sus correspondientes intensidades: I_{K_{1V}}, I_{K_{1R}}, I_{K_{2V}}, I_{K_{2R}} y I_{K₃}.

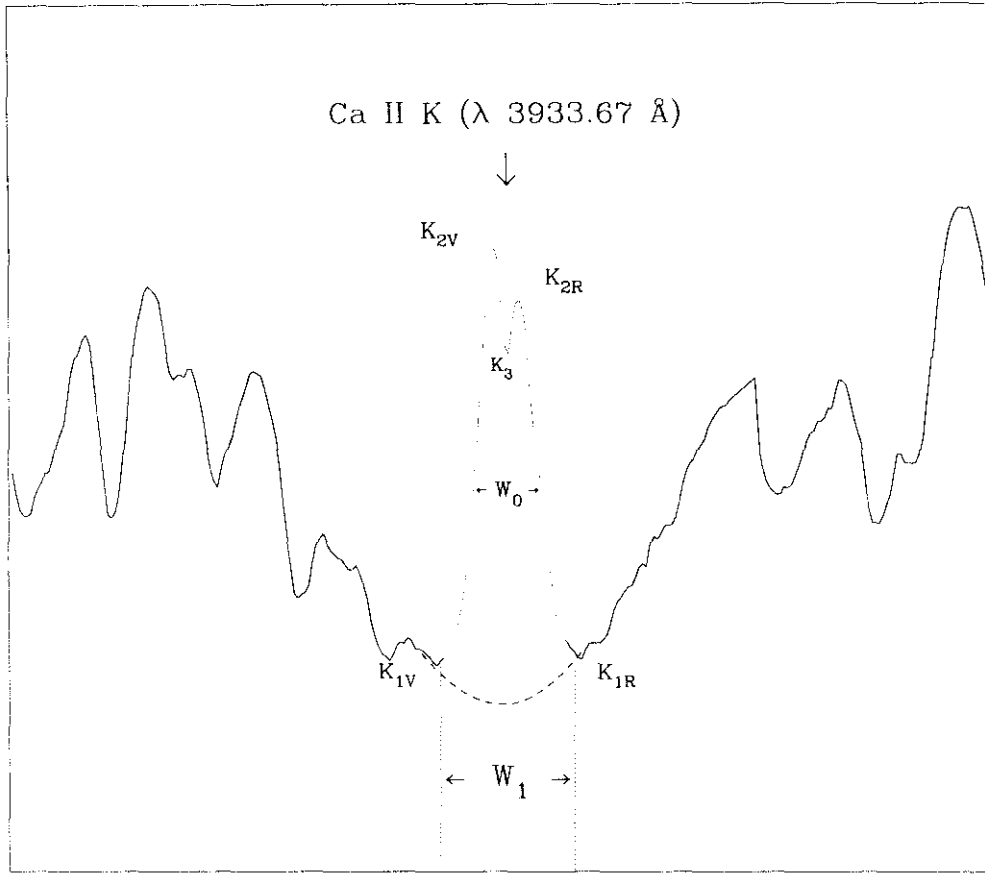


Figura 4.1: Descripción de los parámetros de la línea K de Ca II

4.2.1 Anchuras

En el perfil de la línea se definen tres anchuras diferentes de la siguiente forma:

W_0 : La anchura Wilson-Bappu, medida como la anchura a mitad de altura entre K_1 y K_2 .

W_1 : La anchura en la base de la emisión, es decir, entre los mínimos K_{1V} y K_{1R}

$$W_1 = \Delta K_1 = \lambda K_{1R} - \lambda K_{1V}$$

W_2 : La separación entre los picos de la emisión K_{2V} y K_{2R}

$$W_2 = \Delta K_2 = \lambda K_{2R} - \lambda K_{2V}$$

4.2.2 Asimetrías

En ocasiones se observan asimetrías en la línea entre la parte azul y roja de las características K_1 , K_2 , K_3 . Estas asimetrías se cuantifican de la siguiente forma:

- La asimetría K_2 , V/R, definida como:

$$\frac{V}{R} = \frac{I_{K_{2V}} - I_{K_3}}{I_{K_{2R}} - I_{K_3}} \quad (4.1)$$

- El cociente de intensidades:

$$R_{K_1} = \frac{I_{K_{1V}}}{I_{K_{1R}}} \quad (4.2)$$

$$R_{K_2} = \frac{I_{K_{2V}}}{I_{K_{2R}}} \quad (4.3)$$

Athay (1970) y Cram (1972) mostraron que las asimetrías de las líneas proporcionan información de los gradientes de velocidades en las zonas en las que se forman las líneas, pero no nos dicen nada de la magnitud ni de la dirección del flujo de masa en una capa atmosférica específica.

En las enanas de tipos F5-K5 se encuentra una asimetría hacia el azul que se interpreta como debido a la supergranulación (Linsky et al. 1979). Los perfiles en los sistemas binarios aquí estudiados son más complicados y es más difícil extraer información sobre los fenómenos de actividad ya que predominan los efectos de la rotación y de posibles transferencias de masa.

Las observaciones en alta resolución de los perfiles de las líneas H y K de Ca II permiten, utilizando modelos de cromosferas, determinar:

- El mínimo de temperatura, ajustando los mínimos K_1 y H_1 en los perfiles observado y calculado.
- La columna de masa por encima del mínimo de temperatura a partir de las anchuras W_1 (Shine et al. 1975).
- El gradiente de temperatura cromosférico, ajustando los flujos de emisión integrados en la línea observada y calculada.
- La presión en la base de la zona de transición a partir de la profundidad de K_3 y H_1 (Baliunas et al. 1979).
- Campos de velocidades a partir de las asimetrías entre K_{2V} y K_{2R} y entre H_{2V} y H_{2R} (Crivalleri et al. 1987).

4.2.3 El cociente K/H

Las líneas H y K de Ca II son prácticamente iguales pero presentan una cierta diferencia, que puede proporcionar información sobre la profundidad óptica cromosférica.

En la Fig. 4.2 se ha representado el logaritmo del flujo en la línea K frente al de la línea H para todas las estrellas de nuestra muestra en las que fue posible medir el flujo en ambas líneas. En esta figura se puede ver que en general el flujo en la línea K es siempre algo mayor que en la línea H aunque la diferencia es muy pequeña y en algunos casos es mayor

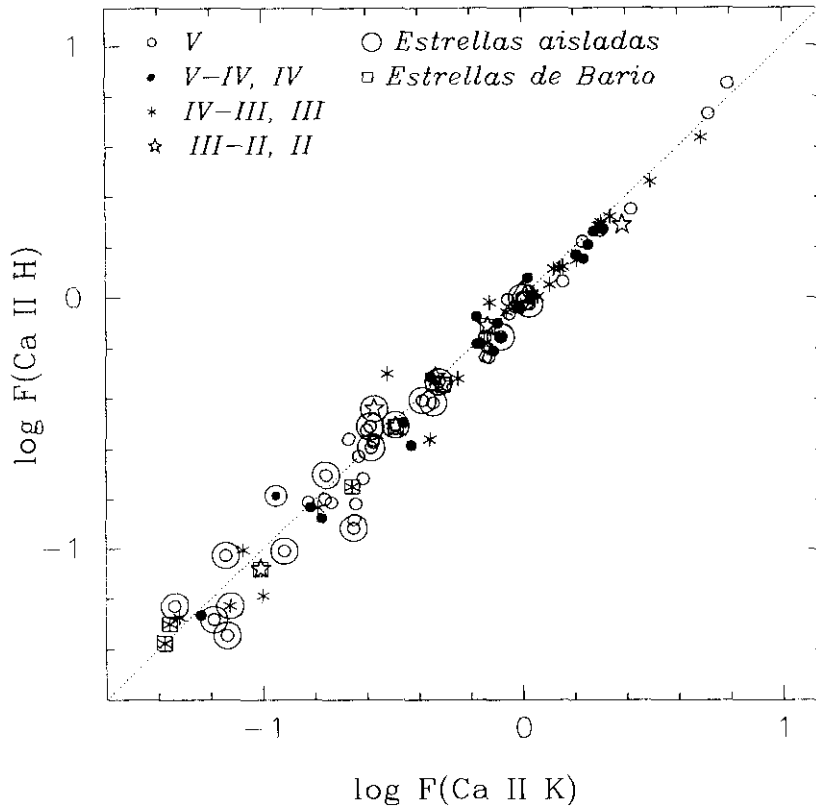


Figura 4.2: Comparación entre el flujo en la línea K y el flujo en la línea H. La línea de puntos es la recta $\log F(K) = \log F(H)$.

en la línea H. Las diferencias más importantes se observan para flujos pequeños, donde los errores cometidos a la hora de obtener el flujo en la línea son mayores. Por otra parte hay que tener en cuenta que la línea H está muy próxima a la línea H ϵ lo que hace que sea más difícil determinar el flujo en esta línea.

El valor medio del cociente entre los flujos en ambas líneas obtenido es:

$$\frac{F(K)}{F(H)} = 1.082 \pm 0.203 \quad (4.4)$$

Siendo el valor algo más pequeño para las subgigantes y las gigantes, lo cual está de acuerdo con los valores obtenidos por Linsky et al. (1979) (1.25 para las enanas, 1.07 para las gigantes y 0.99 para las supergigantes).

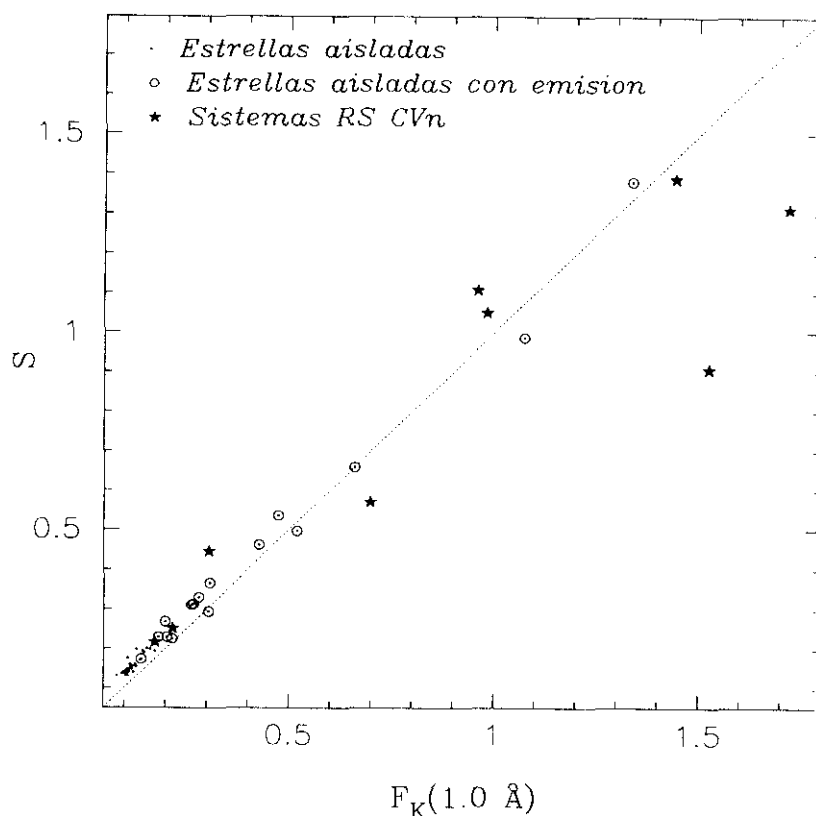


Figura 4.3: Comparación entre el índice S y $F_K(1.0\text{Å})$ medido en nuestros espectros.

4.3 Los primeros índices de actividad en H y K de Ca II

4.3.1 Estimación visual de la intensidad

Los primeros trabajos sobre las líneas de emisión H y K de Ca II se basaban en estimaciones visuales de la intensidad de la emisión en las placas fotográficas. De esta forma se establecieron unas escalas relativas.

- Wilson (1963) estimó la intensidad de la emisión en la línea K de Ca II, I_K , en una escala de 0-5, donde 0 significa que no hay emisión y 5 que la intensidad de la emisión es igual o mayor que el continuo.
- Hearnshaw (1979) utilizó un esquema de clasificación para indicar la intensidad aproximada de las emisiones H y K de Ca II (clases A a E) donde, clase A corresponde a la emisión más intensa, clase D es una débil emisión en el límite de detección y clase E se define como una posible emisión.

4.3.2 El índice fotométrico S

El índice S, obtenido con el espectrofotómetro del telescopio de 1.5 m del observatorio de Monte Wilson (Vaughan et al. 1978), expresa el nivel de actividad en las líneas H y K de Ca II en una escala relativa a partir de medidas fotométricas, comparando la emisión total en dos bandas (H y K) de 1.09 Å centradas en las líneas H y K de Ca II con el flujo integrado en dos bandas (V y R) de 20 Å localizadas a ambos lados de las líneas H y K (a 3800 y 4000 Å).

$$S = \alpha \frac{H + K}{V + R}$$

donde α es una constante de normalización que elimina las fluctuaciones instrumentales. Estos datos fotométricos no proporcionan información de la estructura detallada de la línea pero las observaciones a lo largo de varios años (1966-1991) han permitido encontrar ciclos de actividad (Wilson 1978; Baliunas et al. 1995).

El índice S no mide sin embargo, sólomente el flujo generado por la emisión cromosférica, sino también el flujo de origen fotosférico que quedaría en el fondo de la línea en ausencia de actividad, más la contribución debida a que la anchura de las bandas excede el núcleo de la línea de emisión. Para eliminar esta contribución fotosférica Noyes et al. (1984) obtuvieron la siguiente calibración en función de B-V para el flujo medido por las bandas H y K que queda fuera de los límites H_1 y K_1 :

$$\log R_{\text{phot}}(H; K) = -4.898 + 1.918(B - V)^2 - 2.893(B - V)^3 \quad (4.5)$$

válida para $0.44 < (B - V) < 0.82$ y siendo R_{phot} es el cociente entre el flujo en Ca II y el flujo bolométrico total (σT_{eff}^4)

o la siguiente fórmula más sencilla obtenida por uno de estos autores en un análisis independiente:

$$\log R_{\text{phot}}(H; K) = -4.02 + 1.40(B - V) \quad (4.6)$$

Esta corrección fotosférica es un 25% menor que la obtenida con los modelos de Linsky y Ayres (1978).

Para obtener el flujo superficial en las líneas H y K a partir del índice fotométrico S existen dos calibraciones, Noyes et al. (1984) y Rutten (1984), basadas en un factor de conversión dependiente del color $C_{\text{cf}}(B - V)$ derivado por Middelkoop (1982) de la forma:

$$F(H; K) = \text{cte} * C_{\text{cf}}(B - V) * S \quad (4.7)$$

En la figura 4.3 se compara el índice S dado en la literatura (Duncan et al. 1991; Baliunas et al. 1995) con una medida del flujo integrado en 1 Å, $F_K(1.0\text{Å})$, realizada en nuestros

espectros una vez normalizados al flujo en 3950 Å. Se han incluido todas las estrellas aisladas observadas independientemente de si se detectaba o no la emisión en nuestros espectros y aquellos sistemas binarios para los que se disponía también de valores de S . En esta figura puede verse que que estos dos índices están bien relacionados sobre todo para las estrellas menos activas, existiendo desviaciones importantes en algunas estrellas muy activas. Puede verse también como la emisión en nuestros espectros es detectable sólo a partir de índices S mayores de aproximadamente 0.2.

4.4 Substracción de la contribución fotosférica

Después de obtener el flujo total en las líneas H y K de Ca II, es necesario substrair la contribución fotosférica para obtener el verdadero flujo cromosférico. La obtención de este flujo fotosférico ha sido objeto de discusión en la literatura. A continuación se describirán algunos de los procedimientos utilizados por diferentes autores, indicando cual son las ventajas y los inconvenientes de cada uno de ellos.

4.4.1 Substracción de un flujo mínimo

Cuando se representa el flujo superficial total en las líneas H y K de Ca II frente a un índice de color, para un gran número de estrellas con diferentes niveles de actividad, se encuentra (Wilson 1978; Rutten 1987, Rutten et al. 1991) que para cada valor del índice de color hay un valor mínimo de flujo, de tal forma que es posible ajustar una curva de flujo mínimo en función del índice de color.

Este flujo mínimo o flujo basal, $F_{\text{chrom}}^b(\text{H}+\text{K})$, es el que se resta al flujo total para obtener el verdadero flujo cromosférico.

$$\Delta F_{\text{HK}} = F_{\text{chrom}}(\text{H} + \text{K}) - F_{\text{chrom}}^b(\text{H} + \text{K}) \quad (4.8)$$

4.4.2 Substracción del flujo fotosférico teórico

Linsky y Ayres (1978), Kelch et al. (1978) y Linsky et al. (1979) obtienen el flujo cromosférico en las líneas H y K de Ca II ($F_{\text{chrom}}(\text{H};\text{K})$) como el flujo en la superficie medido entre los mínimos H_1 y K_1 ($F(\text{H};\text{K})$) menos el flujo integrado entre los mismos límites pero calculado con un modelo de atmósfera en equilibrio radiativo (RE) sin cromosfera ($F_{\text{RE}}(\text{H};\text{K})$).

$$F_{\text{chrom}}(\text{H}; \text{K}) = F(\text{H}; \text{K}) - F_{\text{RE}}(\text{H}; \text{K}) \quad (4.9)$$

Este término de corrección, $F_{\text{RE}}(\text{H};\text{K})$, disminuye hacia tipos espectrales más tardíos (menos del 10 % de $F(\text{H};\text{K})$ para estrellas más frías que V-R=0.7), pero es importante para estrellas

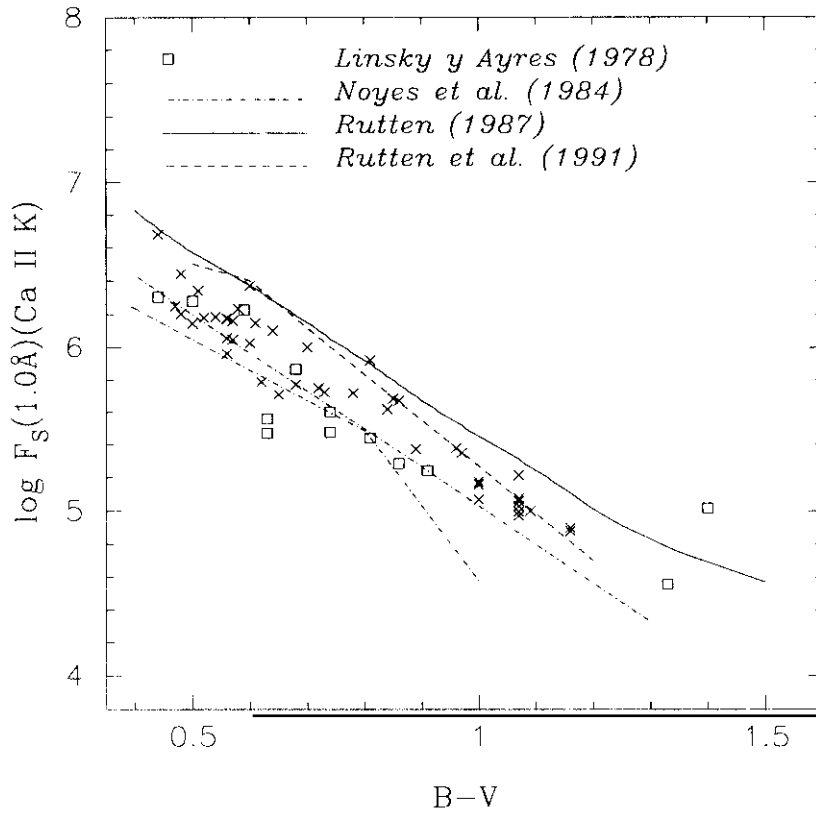


Figura 4.4: En esta figura se representa el flujo mínimo en H y K de Ca II en función de B-V según las aproximaciones realizadas por diferentes autores junto con nuestros datos del $F_S(1.0\text{\AA})$ para las estrellas en las que no se observa emisión K de Ca II.

de tipo F (50 % de $F(H;K)$).

Pasquini (1992) obtiene el flujo cromosférico con este procedimiento utilizando los modelos de Kelch et al. (1979) pero el valor final de $F_{RE}(H;K)$ depende del grado de actividad de la estrella. Para las estrellas más activas la contribución fotosférica es mayor porque W_I es mayor y porque la elevada actividad produce un calentamiento de las capas atmosféricas más externas (Kelch et al. 1979) produciendo una subida en las alas más internas del perfil de absorción.

En la figura 4.4 se ha representado el flujo basal en H y K de Ca II en función de B-V según Rutten (1987), Rutten et al. (1991) junto con el flujo fotosférico obtenido por Noyes et al. (1984) y el flujo fotosférico teórico de Linsky y Ayres (1978). Se han representado también nuestros datos del $F_S(1.0\text{\AA})$ para las estrellas en las que no se observa emisión K de Ca II, como puede verse en esta figura estos valores siguen la misma tendencia con B-V que las demás aproximaciones a la contribución fotosférica y quedan siempre por debajo del flujo basal de Rutten (1987).

4.4.3 Reconstrucción del perfil de absorción de la línea

Blanco et al. (1974) propusieron un método para obtener el flujo fotosférico basado en la reconstrucción del perfil de absorción de las líneas H y K de Ca II, por extrapolación de las alas de la línea hasta el centro. Después el flujo cromosférico se obtiene por substracción de este perfil fotosférico.

La reconstrucción del perfil puede también realizarse con el ajuste a dos Gaussianas, una Gaussiana ancha para reproducir las alas internas del perfil de absorción y otra estrecha para ajustar la emisión central. Los puntos de intersección de estas dos Gaussianas definen la posición en longitud de onda y en flujo de los mínimos K_1 y H_1 . El flujo cromosférico se obtiene entonces como:

$$F_{\text{chrom}}(H; K) = F(H; K) - F_{\text{phot}}(H; K) \quad (4.10)$$

donde $F(H; K)$ es el flujo total integrado (desde cero) entre los mínimos K_1 y H_1 y F_{phot} es el flujo fotosférico, obtenido como el flujo por debajo de la Gaussiana de absorción, integrado entre los mismos límites.

Linsky y Ayres (1978) sugieren que este método subestima las pérdidas cromosféricas radiativas porque en realidad las alas internas de las líneas H y K de Ca II son más brillantes que lo que predicen los modelos en equilibrio radiativo, como resultado de un calentamiento no radiativo de la parte más alta de la fotosfera.

Este procedimiento es muy útil para los sistemas binarios activos ya que en muchos casos la emisión se origina en la componente fría del sistema mientras que el espectro observado proviene principalmente de la componente caliente, por lo que una integración, desde cero, del flujo de la línea estaría teniendo en cuenta el flujo fotosférico de la componente caliente. En los sistemas en los que la emisión cromosférica proviene sólo de una de las componentes del sistema binario la reconstrucción del perfil es fácil de realizar incluso sin necesidad de realizar ajustes Gaussianos. Sin embargo, cuando las dos componentes del sistema binario son activas, el perfil observado es el resultado de la emisión de ambas componentes y es necesario realizar ajustes Gaussianos para poder separar la contribución de cada componente. En algunos de los sistemas analizados la línea $H\epsilon$ (3970.07 Å) de la serie de Balmer aparece en emisión. Como esta línea está muy próxima a la línea H de Ca II (3968.47 Å) es necesario también realizar un ajuste Gaussiano para poder separar estas dos emisiones. El problema es aún más complicado cuando ambas componentes presentan emisión en H de Ca II y además una o ambas componentes presentan también $H\epsilon$ en emisión, en estos casos es necesario realizar un ajuste a tres o a cuatro Gaussianas en emisión.

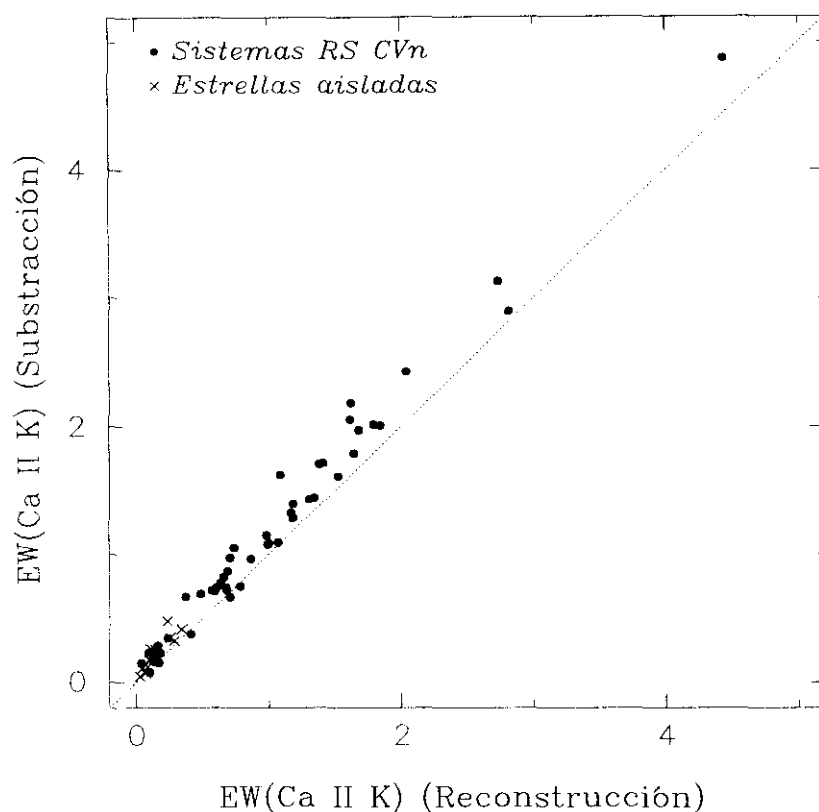


Figura 4.5: Comparación entre los flujos obtenidos por el método de reconstrucción del perfil de absorción y por substracción espectral en las estrellas de nuestra muestra.

4.4.4 Substracción espectral

Como en el caso de la línea $H\alpha$ la mejor forma de obtener el verdadero flujo de emisión cromosférico es por substracción del perfil de una estrella no activa del mismo tipo espectral y clase de luminosidad que la estrella activa estudiada, sin embargo para el caso de las líneas H y K de Ca II este método de substracción espectral ha sido muy poco utilizado. Un primer intento fue realizado por Catalano (1979) que siguió un procedimiento similar al de Blanco et al. (1974, 1976) pero utilizando, para la reconstrucción del perfil de absorción, los perfiles de absorción de estrellas de diferentes tipos espectrales. Posteriormente Thatcher y Robinson (1993) aplicaron también un método similar, aunque utilizando sólo una estrella de referencia de tipo G6V para toda su muestra de estrellas K.

Las estrellas utilizadas para realizar la substracción espectral deben ser estrellas que no muestran emisión apreciable en las líneas H y K de Ca II (es decir estrellas de tipo solar, con una fracción de superficie cubierta por regiones activas menor del 1 %) y que por lo tanto representarían el mínimo de actividad cromosférica, por encima del cual vamos a determinar la emisión de las estrellas que consideramos como activas.

Para aplicar este método de substracción espectral a los sistemas binarios es necesario

construir un espectro sintético de forma análoga a la descrita para el caso de la línea H α en el Capítulo 3. En este caso los espectros (tanto de las estrellas en estudio como de las estrellas de referencia) se normalizan al pseudocontinuo en 3950 Å. Las estrellas de referencia utilizadas se dan en la Tablas 2.5 y 2.6.

El flujo integrado en las líneas H y K en el espectro diferencia obtenido después de aplicar la técnica de substracción espectral representa entonces el exceso de emisión cromosférica por encima del mínimo cromosférico, representado por las estrellas de referencia.

4.4.5 Método utilizado

En este trabajo se ha utilizado el método de reconstrucción del perfil de absorción para todos los espectros y el método de substracción espectral en todos los casos en los que fue posible, es decir, siempre que se disponía de las estrellas de referencia adecuadas para poder construir el espectro sintético. Los dos métodos proporcionan un valor muy similar del flujo cromosférico en las líneas H y K de Ca II, aunque el valor obtenido por substracción espectral es siempre algo mayor que el valor obtenido a partir de la reconstrucción del perfil de absorción como puede verse en la Fig. 4.5.

La técnica de substracción espectral proporciona mejores resultados en los casos en los que es más difícil llevar a cabo la reconstrucción del perfil de absorción, como aquéllos en los que la posición de la emisión no deja ver con claridad la forma del perfil de absorción o aquéllos en los que las dos componentes del sistema presentan emisión. En algunos casos la aplicación de esta técnica ha permitido identificar una pequeña emisión en H ϵ que no era apreciable en el espectro observado. También ha permitido, en ocasiones, poner de manifiesto la existencia de una pequeña emisión en H y K de Ca II en algunos sistemas en los que a simple vista no se observaba la presencia de emisión.

4.5 Conversión a flujo superficial

La conversión del flujo observado en las líneas H y K de Ca II a flujo en la superficie de la estrella puede realizarse utilizando diferentes métodos propuestos en la literatura, los cuales emplean diferentes técnicas observacionales y calibraciones basadas en diferentes índices de color.

4.5.1 Factor Conversión, C

El flujo en la superficie de la estrella, $F(H;K)$, en $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$ se obtiene a partir del flujo observado, $f(H;K)$ de la siguiente forma:

$$F(H; K) = C * f(H; K), \quad (4.11)$$

donde el factor de conversión C (factor de dilución geométrica) viene dado por:

$$C = \left(\frac{d}{R} \right)^2 = \left(\frac{4.125 \times 10^8}{\Phi} \right)^2, \quad (4.12)$$

donde d es la distancia a la estrella, R es el radio y Φ es el diámetro angular de la estrella en milisegundos de arco.

En los casos en los que no se conoce la distancia o el radio de la estrella el factor de conversión C puede obtenerse por otros métodos indirectos, basados en relaciones entre el diámetro angular y otros parámetros estelares.

Relación entre C , V , BC y T_{eff}

Barnes y Evans (1976) obtuvieron la siguiente relación:

$$\log C = 0.328 + 0.4(V + BC - 0.07) + 4 \log T_{\text{eff}}, \quad (4.13)$$

donde V es la magnitud visual de la estrella en el sistema UBV de Johnson, BC es la corrección bolométrica y T_{eff} es la temperatura efectiva (véase Oranje et al. 1982; Rutten et al. 1989 para más detalles).

Relación entre Φ , V y $V-R$

Barnes y Evans (1976) y Barnes, Evans y Parson (1976) encontraron que el diámetro angular (Φ) de una estrella podía obtenerse con bastante precisión a partir de su magnitud visual (V) y de su índice de color ($V-R$), en un amplio rango de tipos espectrales de la siguiente forma:

$$\log \Phi = 0.4874 - 0.2V + 0.858(V - R) \quad 0.00 < V - R < 1.26 \quad (4.14)$$

$$\log \Phi = 0.7674 - 0.2V + 0.640(V - R) \quad 1.26 < V - R < 4.2 \quad (4.15)$$

Cociente entre los flujos superficial y observado $C = F_V/f_V$

Blanco et al. (1982) obtuvieron el factor de conversión, C , como el cociente entre los flujos superficial y observado en la banda V , F_V/f_V .

El flujo superficial en la banda V , F_V , se calcula con la relación de Blanco et al. (1976):

$$\log F_V = 4 \log T_{\text{eff}} + 0.4BC - 8.094 \quad (4.16)$$

y el flujo observado en la banda V , f_V , se obtiene a partir de la magnitud V , utilizando la calibración de Oke y Schild (1970):

$$f_V = 3.4810^{-19} * 10^{-0.4V} \quad (4.17)$$

4.5.2 Relación entre $F(\Delta\lambda)$ y un índice de color

$(\Delta\lambda = 3925 - 3975 \text{ \AA})$ y $(V-R)$

Linsky et al. (1979) utilizando la relación de Barnes-Evans (Barnes y Evans 1976) y la espectrofotometría de Willstrop (1964) obtuvieron una relación empírica entre el flujo superficial absoluto integrado en la banda de 50 \AA , $\Delta\lambda = 3925-3975 \text{ \AA}$ (ver Fig. 4.6), $F(\Delta\lambda)$ y el índice de color $V-R$ para un amplio rango de tipos espectrales.

$$\log F(\Delta\lambda) = 8.264 - 3.076(V - R) \quad V - R < 1.30 \quad (4.18)$$

$$\log F(\Delta\lambda) = 5.500 - 0.944(V - R) \quad V - R > 1.30 \quad (4.19)$$

El flujo superficial $F(H;K)$ se obtiene a partir de $F(\Delta\lambda)$ y de los flujos observados $f(\Delta\lambda)$ y $f(H;K)$ de la siguiente forma:

$$F(H;K) = 50 * \frac{F(\Delta\lambda)}{f(\Delta\lambda)} * f(H;K) \quad (4.20)$$

Este método requiere un rango espectral grande ($\sim 50 \text{ \AA}$), lo cual es difícil de obtener en algunos casos (espectrógrafos de muy alta resolución, detectores CCD) y es independiente de la resolución espectral y el ensanchamiento rotacional.

Linsky et al. (1979) combinando los errores en las medidas de Willstrop y la dispersión de sus relaciones, estimaron que la precisión obtenida con esta calibración es de $\approx 15 \%$.

Strassmeier et al. (1990) siguieron este procedimiento pero modificándolo para tener en cuenta que en el flujo integrado, $f(\Delta\lambda)$, se incluyen las propias emisiones H y K mientras que esto, no se tuvo en cuenta al obtener la calibración de $F(\Delta\lambda)$. En el caso de sistemas muy activos como los sistemas RS CVn y BY Dra este efecto puede ser importante. Para tener en cuenta este efecto Strassmeier et al. (1990) realizaron la siguiente corrección a la calibración de Linsky et al. (1979):

$$F(H;K) = 50 * \frac{F(\Delta\lambda)}{f(\Delta\lambda) - f(H) - f(K) - f(H\epsilon)} * f(H;K) \quad (4.21)$$

donde $f(H;K;H\epsilon)$ son los flujos en la línea integrados por encima de la correspondiente absorción.

$(\Delta\lambda = 4025 - 4125 \text{ \AA})$ y $(R-I)_C$

Robinson et al. (1990) siguieron un procedimiento similar al de Linsky et al. (1979), para su muestra de estrellas dK y dM, pero utilizando en flujo en la banda 4025-4125 \AA , y el índice de color $(R-I)_C$, que es más adecuado para estrellas muy frías.

4.5.3 Seudo-continuo en 3950.5 \AA

En la región próxima a las líneas H y K de Ca II no hay un continuo verdadero en ninguna longitud de onda. Sin embargo, el flujo medido en una banda de 1 \AA , centrada en 3950.5 \AA (ver Fig. 4.6) puede utilizarse en primera aproximación como un continuo local (seudo-continuo en 3950.5 \AA).

Pasquini et al. (1988) utilizando las medidas fotométricas de Catalano (1979) del pseudo-continuo en 3950.5 \AA y la relación de Barnes y Evans, obtuvieron la siguiente relación entre el flujo en 3950.5 \AA en la superficie de la estrella, F_{3950} , (en $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$), y el índice de color $(V-R)$:

$$\log F_{3950} = 8.459 - 2.833(V - R) \quad (4.22)$$

para estrellas de clase de luminosidad V y IV,

$$\log F_{3950} = 8.543 - 3.095(V - R) \quad (4.23)$$

para estrellas de clase de luminosidad III.

Esta relación es válida para estrellas con $(V-R) < 1.3$, con una precisión de $\approx 20\%$.

Esta calibración depende de la resolución espectral y del ensanchamiento rotacional, por lo que no se debe utilizar en espectros de muy baja resolución y/o en estrellas con rotaciones muy rápidas. Sin embargo, puesto que la anchura del punto de referencia en 3950.5 \AA es de 0.5 \AA es de esperar que no haya una dependencia significativa con la resolución hasta resoluciones espectrales de este orden o mayores.

Pasquini et al. (1989) compararon este procedimiento de calibración con el de Linsky et al. (1979), encontrando un acuerdo del 20 % entre los dos procedimientos para estrellas con $0.4 < (V-R)_0 < 0.9$.

4.5.4 Flujo absoluto en las alas de la línea

Cuando el rango espectral útil de los espectros no incluye la banda de 50 \AA (3925-3975 \AA) o el pseudo-continuo en 3950.5 \AA es necesario utilizar otro método de calibración.

Ayres et al. (1976) y Castelli et al. (1988) proponen que un procedimiento adecuado en estos casos sería el obtener, a partir de un modelo, el perfil de las alas de la línea de absorción en unidades de flujo en la superficie de la estrella. Sin embargo, Rebolo et al.

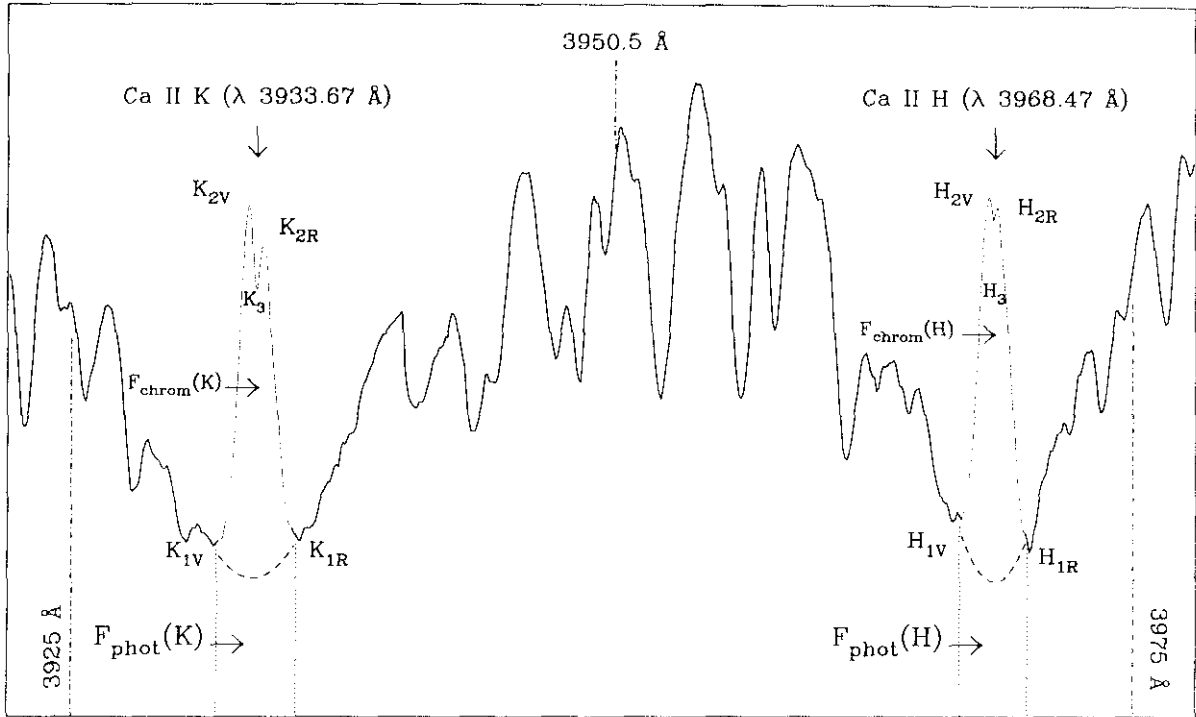


Figura 4.6: Descripción de los parámetros de las líneas H y K de Ca II, donde puede verse la reconstrucción del perfil de absorción y la diferencia entre flujo cromosférico, F_{chrom} , y fotosférico, F_{phot} , en ambas líneas.

(1989) señalan que aunque con este procedimiento, en principio, es posible obtener una calibración adecuada, en la práctica las incertidumbres teóricas en la síntesis del perfil de la línea H de Ca II son mayores que las incertidumbres observacionales en los métodos empíricos.

4.5.5 Método utilizado

En principio el mejor método para obtener el flujo superficial es el primero de los aquí descritos, es decir, a partir del radio y de la distancia ya que todos nuestros espectros han sido calibrados en flujos absolutos utilizando estrellas estándar. Sin embargo, para muchas estrellas no se conoce el valor del radio y/o la distancia o sólo se dispone de determinaciones aproximadas.

Por ello se ha optado por utilizar un mismo método para todas las estrellas de la muestra, el basado en el flujo medido en el pseudo-continuo en 3950 Å, aunque este método también tiene el inconveniente de que para algunas estrellas no se conoce el valor del índice de color V-R, o sólo se conoce el valor combinado de las dos estrellas del sistema binario. De forma que en varios casos ha sido necesario tomar el valor de V-R deducido a partir del tipo espectral, el cual no siempre se conoce con mucha precisión.

4.6 Unidades apropiadas para el nivel de actividad en H y K de Ca II

El nivel de actividad en las líneas H y K de Ca II puede ser expresado de diferentes formas:

- La anchura equivalente, $EW(H;K)$
- El flujo superficial, $F_S(H;K)$
- La luminosidad, $L(H;K)$
- Cociente de luminosidades

dependiendo de las transformaciones que se hagan al flujo cromosférico una vez substraída la contribución fotosférica de alguna de las formas descritas en el apartado anterior.

4.6.1 R_{HK}

R_{HK} es el cociente entre el flujo en Ca II y el flujo bolométrico total, y por lo tanto representa la fracción de la luminosidad estelar que aparece como emisión en las líneas H y K.

$$R_{HK} = \frac{F_{\text{chrom}}(H + K)}{\sigma T_{\text{eff}}^4} \quad (4.24)$$

donde T_{eff} es la temperatura efectiva.

Para algunos autores (Dravins 1976; Noyes et al. 1984) éste es un buen indicador de actividad sin embargo, para otros (Basri 1987; Rutten y Schrijver 1987) R_{HK} no es un parámetro apropiado para describir la actividad cromosférica, principalmente porque no encuentran buenas correlaciones cuando lo representan frente al período de rotación.

4.6.2 ΔF_{HK}

$$\Delta F_{HK} = F_{\text{chrom}}(H + K) - F_{\text{chrom}}^b(H + K) \quad (4.25)$$

donde $F_{\text{chrom}}^b(H+K)$ es el flujo basal definido como la envolvente inferior de la nube de puntos en un diagrama ($F_{\text{chrom}}(H;K)$, índice de color) (Rutten 1987).

4.6.3 A_{HK}

Teplitskaya (1992), asumiendo también la existencia de un flujo basal, propuso el siguiente índice de actividad:

$$A_{HK} = \frac{F_{\text{chrom}}(H + K)}{F_{\text{chrom}}^b(H + K)} \quad (4.26)$$

Este autor sugiere que A_{HK} depende sólo del nivel de actividad siempre que se asuma la misma dependencia con la T_{eff} para $F_{\text{chrom}}(H+K)$ y $F_{\text{chrom}}^b(H+K)$.

4.6.4 W_K

W_K es el flujo en la línea K normalizado al flujo en el continuo a 3951 Å, F_{3951}

$$W_K = \frac{F_{\text{chrom}}(K)}{F_{3951}} \quad (4.27)$$

Este indicador tiene la ventaja de ser independiente de los posibles errores en el proceso de calibración y además es una buena forma de eliminar la dependencia con el color.

Robinson et al. (1990) sugieren que W_K es el mejor indicador de actividad cromosférica por su gran sensibilidad (los valores de W_K en las estrellas más activas, para un tipo espectral dado, exceden a los de las estrellas menos activas en casi tres ordenes de magnitud) y debido a que la envolvente inferior en la nube de puntos del diagrama (W_K , $(R-I)_C$) no muestra ninguna dependencia con el índice de color $(R-I)_C$.

Teplitskaya (1992) encontró una correlación entre W_K y A_K para las 50 estrellas (dG9-dM5) de la muestra de Robinson (1990).

$$\log A_K = 0.86 + 0.927 \log W_K \quad (r = 0.99) \quad (4.28)$$

Este autor sugiere que esta relación se cumple porque la dependencia del flujo basal y de F_{3951} con el color $((R-I)_C)$ es idéntica salvo un factor constante, encontrando que el cociente $F_{\text{chrom}}^b / F_{3951}$ cambia muy poco de estrella a estrella pero disminuye hacia estrellas más calientes.

4.6.5 $C(K)$

Cuando se utiliza el método de reconstrucción del perfil de absorción para medir el flujo en la línea, se puede introducir otro parámetro indicador de la actividad, $C(K)$, definido como:

$$C(K) = \frac{F_{\text{chrom}}(K)}{F_{\text{phot}}(K)} \quad (4.29)$$

donde $F_{\text{chrom}}(K)$ y $F_{\text{phot}}(K)$ son los flujos medidos por encima y por debajo del perfil de absorción reconstruido, respectivamente.

Este parámetro es indicativo de la importancia de la emisión frente a la absorción fotosférica y es similar al parámetro I_K introducido por Wilson (1976), pero en este caso es una medida no una estimación.

En las tablas 4.1, 4.2 y 4.3 se da el valor de este parámetro para las estrellas de nuestra muestra tanto para la línea K como para la H y en las representaciones que se realizarán más adelante se utilizará el valor $C'(K)$ corregido de la contribución de cada componente al espectro observado, multiplicando por un factor $(1/S_C)$ para la componente fría y por $(1/S_H)$ para la componente caliente.

4.7 Resumen

Se ha determinado el flujo de las emisiones H y K de Ca II en un total de 73 sistemas binarios cromosféricamente activos, de los cuales 21 pertenecen al grupo 1, 23 al grupo 2 y 29 al grupo 3. Se han analizado también los espectros en H y K de Ca II de 57 estrellas aisladas o componentes de sistemas binarios visuales de las cuales 19 tienen emisión cromosférica, el resto no presenta emisión apreciable en estas líneas y se han utilizado como estrellas de referencia a la hora de aplicar la técnica de substracción espectral.

El análisis detallado de los espectros en H y K de Ca II, tomados en diferentes fases orbitales, nos ha permitido averiguar de qué componente del sistema binario procede la emisión observada y en los casos en los que las dos componentes son activas, cual es la componente con un mayor nivel de actividad. De esta forma se han encontrado varios sistemas, sobre todo sistemas de tipo BY Dra, en los que la componente más activa, o incluso la única componente que presenta emisión, es la componente caliente. Sin embargo, en el resto de los sistemas, que contienen estrellas evolucionadas la componente activa suele ser la fría.

Para un 37 % de muestra de sistemas binarios estudiados, no se habían publicado hasta ahora (CABS) datos cuantitativos sobre los flujos de emisión en H y K de Ca II. Para 6 sistemas sólo se conocía la estimación visual de Wilson (1963) y para 14 sólo la clasificación de Hearnshaw (1979) y en otros 7 sistemas (DH Leo, ER Vul, KT Peg, 42 Cap, 12 Cam, HK Lac, λ And) CABS sólo indica si la emisión H y K está o no presente.

Las observaciones en alta resolución nos han permitido encontrar varios sistemas (DH Leo, AS Dra, HD 108102, ER Vul, KT Peg, RT CrB, WW Dra, MM Her) en los cuales no se sabía hasta ahora que la emisión H y K proviene de ambas componentes. En otros sistemas (KZ And) se ha encontrado una fuerte emisión aunque CABS indica la presencia de una emisión moderada, mientras que en otros sistemas (ξ UMa B, Z Her, ζ And, o Dra) con intensa emisión según CABS se ha encontrado sólo una emisión débil o moderada.

Ha sido posible determinar también la emisión en H ϵ en un gran número de sistemas. En la mayor parte la emisión se observaba en el espectro observado pero en algunos la emisión sólo se ponía de manifiesto en el espectro substraído. En otros casos la emisión no está presente, es muy pequeña y produce sólo una pequeña asimetría en el ala roja de la línea, o está mezclada con una emisión H muy ancha, no siendo posible separar ambas emisiones. Varios de los sistemas han sido observados en diferentes fases orbitales y en diferentes épocas, lo que ha permitido poner de manifiesto sistemas que presentan variaciones de la emisión en H y K de Ca II con la fase orbital (V815 Her, V775 Her, V478 Lyr, RS CVn, SZ Psc, ζ And, σ Gem, GX Lib) y sistemas con variaciones de la emisión de una época a otra (V711 Tau, Z Her, RT Lac, AR Lac, SZ Psc, ζ And, σ Gem, DK Dra), probablemente relacionadas con la existencia de ciclos de actividad. Sin embargo, otros sistemas parecen tener un nivel de actividad bastante estable, no presentando variaciones

temporales apreciables de la emisión ni variaciones con la fase orbital.

De forma indirecta se ha obtenido también que:

- Sistemas en los que la contribución relativa de cada componente al espectro, calculada con los parámetros estelares dados en CABS, difiere bastante de lo observado en el espectro, lo cual nos indica la existencia de importantes errores en los radios y tipos espectrales.
- Discrepancias, en algunos sistemas entre la posición observada de las líneas y la calculada utilizando la fase orbital obtenida con la efemerides, que pueden ser debidas a cambios en el período orbital de estos sistemas.

GRUPO 1 De los 21 sistemas del grupo 1, observados en H y K de Ca II, 12 muestran emisión H y K en ambas componentes y en otros 5 la emisión procede de la componente caliente. Cuando las dos componentes son de tipos espectrales iguales o muy parecidos las emisiones observadas son también muy parecidas (YY Gem, BF Lyn, AS Dra, HD 108102, TZ CrB, KZ And), pero cuando existe una diferencia en tipo espectral la componente caliente suele ser la más activa (DH Leo, V772 Her, BY Dra, KT Peg) o incluso es la única que presenta emisión como ocurre en MS Ser, V815 Her, V775 Her y V478 Lyr. Se observa emisión en la línea H ϵ en 11 sistemas.

GRUPO 2

En este grupo se tienen 23 sistemas observados en H y K de Ca II, y en la mayoría de ellos la componente fría es la responsable de la emisión (12 sistemas), hay otros 4 sistemas que son SB1 y que por lo tanto no se puede decir de que componente procede la emisión. El resto de los sistemas (7) presentan emisión en ambas componentes aunque la emisión más intensa suele provenir de la componente fría. Hay 12 sistemas que presentan emisión en la línea H ϵ .

GRUPO 3

En nuestra muestra hay 29 estrellas con observaciones en H y K de Ca II incluidas en este grupo, la mayor parte de las cuales son binarias SB1 y en algunas la componente caliente es una estrella muy caliente de tipo A y por lo tanto no activa (RZ Eri, 93 Leo, ϵ UMi, HR 7428) o es una enana blanca (AY Cet, DR Dra)

Sólo en un sistema (RZ Cnc) la emisión procede de la componente caliente. En el resto de los sistemas la emisión procede de la componente fría (16) o son sistemas SB1 (11) de los que sólo se conoce un tipo espectral. Por lo tanto, no hay en este grupo ningún sistema que presente emisión en las dos componentes. Sólo se observa emisión en la línea H ϵ en 8 sistemas.

Tres estrellas de este grupo (o Dra, V1817 Cyg y V1764 Cyg) presentan una clara autoabsorción con asimetría hacia el azul.

En las tablas 4.1, 4.2 y 4.3 se dan los flujos de emisión en H y K de Ca II, obtenidos por el método de reconstrucción del perfil de absorción y por el método de substracción espectral, para las estrellas de los grupos 1, 2 y 3 respectivamente.

En la columna (3) se da la fase orbital (φ) en cada uno de los espectros y en la columna (4) H y C significan que la emisión proviene de la componente caliente y fría respectivamente, y T significa que en esa fase orbital no es posible separar la contribución de cada componente. La columna (5) da los pesos en intensidad relativa de cada componente (S_H y S_C). En la cuatro columnas siguientes se dan los parámetros de las líneas H y K obtenidos por reconstrucción del perfil de absorción: la anchura equivalente (EW), es decir el flujo en la línea medido en el espectro normalizado al flujo en 3950 Å y el parámetro C definido anteriormente como el cociente entre el flujo en la línea y el correspondiente flujo fotosférico. Finalmente, en las últimas 6 columnas se da la EW y la intensidad, I, para las líneas H, K y H ϵ determinadas en el espectro substraído.

En la tabla 4.4 se dan los correspondientes parámetros medidos en las líneas H y K de Ca II para las estrellas aisladas o componentes de sistemas binarios visuales. En la columnas (3) y (4) de esta tabla, $F(1.0\text{Å})$ es el flujo integrado en una banda de 1.0 Å centrada en las líneas H y K respectivamente, una vez que el espectro ha sido normalizado al flujo en 3950.5 Å.

El análisis de los espectros individuales de cada uno de los sistemas estudiados se realiza en el Capítulo 6 y el comportamiento del exceso de emisión en H y K de Ca II en función de diferentes parámetros estelares y la relación con otros indicadores de actividad se estudia en el Capítulo 7.

Tabla 4.1: Parámetros medidos en la líneas H y K de Ca II.
Grupo 1. (Componente activa de clase de luminosidad V)

Nombre	Fecha	φ	E	S_H/S_C	Por reconstrucción del perfil				Por substracción espectral					
					EW (K)	C(K)	EW (H)	C(H)	EW (K)	I(K)	EW (H)	I(H)	EW (Hc)	I(Hc)
13 Cct	23/11/86	0.17	H	-	0.041	0.16	0.020	0.05	0.149	0.13	0.154	0.13	-	-
VY Ari	16/12/92	0.17	-	-	1.643	3.22	1.412	2.51	1.789	2.46	1.614	2.27	0.477	0.36
OU Gem	04/03/93	0.47	T	0.74/0.26	0.774	1.78	0.715	1.50	0.938	1.09	0.920	1.02	0.232	0.26
YY Gem	04/03/93	0.44	1	0.50	5.049	3.25	4.901	1.91	5.232	5.12	5.378	4.82	-	-
			2	0.50	6.033	3.74	7.613	2.61	6.209	6.32	7.104	7.11	3.199	2.04
BF Lyn	05/03/93	0.21	H	0.50	0.832	1.80	0.717	1.34	0.891	1.25	0.861	1.16	-	-
			C	0.50	0.823	1.86	0.795	1.11	0.881	1.19	0.982	1.27	0.376	0.24
DH Leo	29/01/88	0.55	H	0.94	0.864	1.14	0.788	0.92	1.075	0.93	1.111	0.94	0.268	0.18
"	01/02/88	0.32	C	0.06	0.203	0.34	0.210	0.29	0.218	0.22	0.183	0.24	-	-
			H	0.94	1.469	1.32	1.412	0.90	1.017	0.93	1.008	0.94	0.245	0.21
"	05/03/93	0.07	C	0.06	0.446	0.40	0.160	0.22	0.243	0.30	0.276	0.30	-	-
			H	0.94	0.948	1.13	0.804	0.89	1.098	0.94	0.965	0.85	0.314	0.21
"	08/03/93	0.70	C	0.06	0.164	0.22	0.325	0.33	0.256	0.28	0.214	0.23	-	-
			H	0.94	1.067	0.97	0.823	0.49	1.085	0.88	1.133	0.79	0.213	0.15
"	07/03/93	0.87	C	0.06	0.283	0.31	0.297	0.23	0.363	0.25	0.406	0.38	-	-
			H	0.94	1.052	1.18	0.753	0.57	1.038	0.83	1.074	0.85	0.240	0.19
"	07/03/93	0.87	C	0.06	0.355	0.46	0.068	0.10	0.256	0.24	0.253	0.21	-	-
			H	0.94	1.052	1.18	0.753	0.57	1.038	0.83	1.074	0.85	0.240	0.19
ξ UMa(B)	28/01/88	0.26	-	-	0.145	0.65	0.125	0.51	0.193	0.31	0.169	0.28	-	-
"	29/01/88	0.49	-	-	0.127	0.62	0.122	0.50	0.173	0.31	0.159	0.28	-	-
AS Dra	07/03/93	0.49	T	0.66/0.34	0.311	0.84	0.281	0.79	0.444	0.54	0.383	0.50	0.208	0.12
	09/03/93	0.85	H	0.66	0.174	0.48	0.205	0.53	0.267	0.30	0.272	0.31	-	-
"			C	0.34	0.152	0.41	0.137	0.31	0.234	0.24	0.235	0.23	-	-
IL Com	31/01/88	*	1	0.50	0.143	0.21	0.116	0.15	0.315	0.16	0.330	0.17	-	-
			2	0.50	0.108	0.18	0.069	0.11	0.177	0.11	0.184	0.12	-	-
"	01/02/88	*	1	0.50	0.136	0.24	0.087	0.14	0.302	0.18	0.349	0.21	-	-
			2	0.50	0.111	0.19	0.056	0.22	0.181	0.14	0.180	0.14	-	-
"	05/03/93	*	1	0.50	0.115	0.19	0.072	0.11	0.183	0.14	0.154	0.12	-	-
			2	0.50	0.144	0.20	0.095	0.14	0.250	0.17	0.297	0.16	-	-
HD 131511	05/03/93	0.75	-	-	0.259	0.82	0.200	0.58	0.348	0.39	0.317	0.35	-	-
MS Ser	07/03/93	0.16	H	0.82/0.18	1.965	3.00	1.719	2.24	2.004	2.13	1.832	2.03	0.535	0.33
σ^2 CrB	01/02/88	0.77	H	0.58	0.142	0.34	0.144	0.27	0.214	0.26	0.274	0.31	-	-
			C	0.42	0.166	0.35	0.148	0.29	0.286	0.30	0.292	0.28	-	-
"	14/07/89	0.54	T	0.58/0.42	0.299	0.54	0.264	0.44	0.488	0.41	0.495	0.41	-	-
V772 Her	26/07/88	0.45	T	0.79/0.21	0.277	0.50	0.204	0.40	-	-
"	27/07/88	0.53	T	0.79/0.21	0.471	0.48	0.311	0.35	-	-
"	27/07/88	0.62	T	0.79/0.21	0.471	0.81	0.343	0.44	-	-
"	27/07/88	0.67	T	0.79/0.21	0.616	0.78	0.510	0.46	-	-
"	27/07/88	0.57	T	0.79/0.21	0.493	0.40	0.407	0.36	-	-
"	28/07/88	0.66	T	0.79/0.21	0.598	0.46	0.523	0.39	-	-
"	28/07/88	0.72	T	0.79/0.21	0.501	0.51	0.381	0.31	-	-
"	29/07/88	0.89	T	0.79/0.21	0.442	0.71	0.305	0.49	-	-
"	30/07/88	0.95	T	0.79/0.21	0.391	0.40	0.313	0.38	-	-
"	30/07/88	0.89	T	0.79/0.21	0.432	0.84	0.335	0.46	-	-
"	14/07/89	0.86	H	0.79	0.203	0.49	0.133		0.392	0.25	0.419	0.26	-	-
			C	0.21	0.075		0.069		0.116	0.16	0.158	0.21	-	-
"	17/07/89	0.28	H	0.79	0.245	0.40	0.128		0.325	0.24	0.341	0.23	-	-
			C	0.21	0.092		0.092		0.181	0.18	0.208	0.21	-	-

Tabla 4.1: Continua

Nombre	Fecha	φ	E	S_{II}/S_C	Por reconstrucción del perfil				Por substracción espectral					
					EW (K)	C(K)	EW (H)	C(H)	EW (K)	I(K)	EW (H)	I(H)	EW (He)	I(He)
V815 Her	26/07/88	0.68	H	-	0.673	1.33	0.506	1.33	0.744	0.89	0.580	0.74	0.167	0.15
"	27/07/88	0.71	H	-	0.581	1.07	0.509	1.02	0.738	0.90	0.609	0.78	0.249	0.17
"	27/07/88	0.22	H	-	0.724	1.61	0.535	1.40	0.878	0.97	0.640	0.84	0.323	0.20
"	28/07/88	0.26	H	-	0.672	1.36	0.486	1.24	0.743	0.93	0.626	0.79	0.189	0.14
"	29/07/88	0.35	H	-	0.658	1.20	0.476	1.07	0.861	0.79	0.578	0.69	0.194	0.16
"	30/07/88	0.38	H	-	0.626	0.98	0.377	0.71	0.849	0.75	0.619	0.72	0.254	0.17
BY Dra	26/07/88	0.22	H	0.70	2.715	3.32	2.406	2.87	3.069	4.70	2.678	4.10	0.648	0.99
"			C	0.30	1.726	1.73	1.519	1.78	2.041	2.71	1.805	2.40	0.579	0.71
"	27/07/88	0.23	H	0.70	2.895	3.03	2.174	2.42						
"			C	0.30	1.666	1.85	1.492	1.38						
"	27/07/88	0.71	H	0.70	2.444	4.11	2.051	3.13						
"			C	0.30	1.071	1.93	0.825	1.23						
"	28/07/88	0.73	H	0.70	2.461	3.50	2.294	3.14	2.765	5.54	2.618	5.14	0.646	1.30
"			C	0.30	1.337	2.01	0.910	1.38	1.413	3.05	1.078	2.30	0.266	0.57
"	29/07/88	0.88	T	0.70/0.30	3.609	5.21	3.464	4.80	3.951	6.75	3.650	6.97	1.296	1.35
"	30/07/88	0.89	T	0.70/0.30	3.774	6.01	3.449	5.40						
V775 Her	27/07/88	0.04	H	-	1.341	3.43	1.061	3.00	1.439	2.51	1.157	2.18	0.627	0.58
"	27/07/88	0.06	H	-	1.450	4.54	1.231	3.87	1.552	2.64	1.240	2.36	0.555	0.43
"	27/07/88	0.37	H	-	1.429	3.82	1.228	3.29	1.325	2.41	1.216	2.33	0.421	0.49
"	28/07/88	0.40	H	-	1.445	3.72	1.346	3.81	1.374	2.51	1.277	2.52	0.479	0.59
"	30/07/88	0.07	H	-	1.371	2.71	0.947	1.80	1.432	1.92	1.105	1.57	0.473	0.40
V478 Lyr	27/07/88	0.40	H	-	0.834	1.79	0.717	1.81	0.805	1.31	0.647	1.25	0.242	0.24
"	27/07/88	0.43	H	-	0.676	2.40	0.617	2.31	0.710	1.07	0.594	0.91	0.135	0.15
"	28/07/88	0.82	H	-	0.669	1.66	0.548	1.48	0.758	1.09	0.647	0.97	0.226	0.19
"	28/07/88	0.85	H	-	0.638	1.90	0.557	1.30	0.736	1.07	0.594	0.94	0.145	0.19
"	28/07/88	0.77	H	-	0.569	1.43	0.522	1.44	0.629	0.76	0.506	0.65	0.120	0.12
ER Vul	28/07/88	0.04	H	0.54	0.255	0.24	0.235		-	-
"			C	0.46	0.433				-	-
"	28/07/88	0.10	H	0.54	0.261	0.13	0.034		-	-
"			C	0.46	0.434		0.169		-	-
"	30/07/88	0.92	H	0.54	0.185	0.39			-	-
"			C	0.46	0.111				-	-
"	30/07/88	0.00	H	0.54	0.203				-	-
"			C	0.46	0.377				-	-
"	14/07/89	0.87	H	0.54	0.260	0.13	0.164		-	-
"			C	0.46	0.151		0.124		-	-
"	15/07/89	0.24	H	0.54	0.446	0.18	0.433		-	-
"			C	0.46	0.477		0.064		-	-
"	16/07/89	0.71	H	0.54	0.305	0.18	0.272		-	-
"			C	0.46	0.425		0.304		-	-
KZ And	07/12/89	0.33	H	0.50	0.600	1.34	0.544	1.15	0.757	1.17	0.709	1.09	-	-
"			C	0.50	0.568	1.31	0.609	1.08	0.738	1.16	0.845	1.25	0.329	0.30
"	15/12/92	0.39	H	0.50	0.631	1.56	0.625	1.49	0.734	1.07	0.631	0.92	-	-
"			C	0.50	0.605	1.41	0.574	1.07	0.716	1.03	0.695	0.97	0.308	0.23
KT Peg	15/12/92	0.27	H	0.90	0.184	0.62	0.141	0.44	0.243	0.30	0.192	0.24	-	-
"			C	0.10	0.095	0.36	0.084	0.33	0.088	0.09	0.169	0.08	-	-

Tabla 4.2: Parámetros medidos en la líneas H y K de Ca II.
Grupo 2. (Componente activa de clase de luminosidad IV)

Nombre	Fecha	φ	E	S_{II}/S_C	Por reconstrucción del perfil				Por substracción espectral					
					EW (K)	C(K)	EW (H)	C(H)	EW (K)	I(K)	EW (H)	I(H)	EW (Hc)	I(Hc)
AR Psc	20/11/86	0.33	C	-	0.993	1.97	0.818	1.34	1.075	1.31	0.979	1.22	0.326	0.28
"	21/11/86	0.39	C	-	0.966	1.91	0.886	1.57	1.037	1.34	0.934	1.27	0.179	0.21
"	25/11/86	0.67	C	-	1.046	1.64	0.869	1.30	1.014	1.30	0.959	1.18	0.263	0.25
LX Per	/06/85	0.86	C	0.50/0.50	0.598		0.549		-	-
"	/06/85	0.99	C	0.50/0.50	0.740		0.816		-	-
"	/06/85	0.12	C	0.50/0.50	0.624		0.532		-	-
"	/06/85	0.86	C	0.50/0.50	0.533		0.457		-	-
UX Ari	16/12/93	0.92	C	0.60/0.40	1.522	1.36	1.332	1.87	1.609	1.29	1.475	1.21	0.292	0.24
V711 Tau	21/11/86	0.16	H	0.21	0.199	0.40	0.164	0.27	0.249	0.32	0.266	0.34	-	-
"			C	0.79	1.560	1.76	1.366	1.26	1.903	1.56	1.722	1.41	0.357	0.29
"	25/11/86	0.57	T	0.21/0.79	1.753	1.55	1.590	1.22	2.108	1.64	1.946	1.51	0.310	0.24
"	30/01/88	0.46	T	0.21/0.79	1.422	1.74	1.366	1.21	1.689	1.35	1.564	1.33	0.565	0.27
"	31/01/88	0.83	H	0.21					0.164	0.26	0.164	0.26	-	-
			C	0.79	1.315	1.45	0.853	0.71	1.343	1.10	1.418	1.16	0.236	0.25
EI Eri	31/01/88	0.94	-	-	0.706	0.88	0.506	0.62	0.666	0.47	0.840	0.49	-	-
54 Cam	21/11/86	0.29*	C	0.73/0.27	0.112	0.35	0.092	0.29	0.217	0.21	0.189	0.19	-	-
"	25/11/86	0.65*	C	0.73/0.27	0.131	0.36	0.121	0.27	-	-
"	26/11/86	0.73*	C	0.73/0.27	0.191	0.53	0.167	0.55	-	-
"	31/01/88	0.83*	C	0.73/0.27	0.171	0.62	0.178	0.56	0.152	0.19	0.147	0.19	-	-
HU Vir	09/03/93	0.71	-	-	2.375	3.45	2.608	4.07	2.674	2.39	2.573	2.46	0.794	0.47
HD 113816	07/03/93	0.68	-	-	2.815	6.01	2.461	3.04	2.892	2.49	2.650	2.02	-	-
RS CVn	28/01/88	0.86	C	0.80/0.20	0.371	0.56	0.296	0.38	0.667	0.51	0.654	0.49	0.182	0.13
"	01/02/88	0.69	C	0.80/0.20	0.408	0.60	0.240	0.24	0.487	0.40	0.581	0.45	0.077	0.09
HR 5110	28/01/88	0.19	C	0.94/0.06	0.059	0.16	0.057	0.19	-	-
"	29/01/88	0.58	C	0.94/0.06	0.062	0.11	0.048	0.11	-	-
"	31/01/88	0.34	C	0.94/0.06	0.031	0.21	0.031	0.21	-	-
"	01/02/88	0.72	C	0.94/0.06	0.068	0.26	0.060	0.22	-	-
"	13/07/89	0.02	C	0.94/0.06	0.069	0.17	0.073	0.17	-	-
RV Lib	/06/87	0.96	H	0.56	0.716	0.72	0.648	0.60	-	-
			C	0.44	0.132		0.169		-	-
SS Boo	/06/87	0.43	C	0.36/0.64	0.586	1.09	0.506	1.12	-	-
"	26/07/89	0.33	C	0.36/0.64	0.657	1.42	0.557	1.30	0.823	1.03	0.693	0.85	0.212	0.14
RT CrB	/06/87	0.73	H	0.75	0.099	0.18	0.133	0.25	-	-
			C	0.25	0.222	0.33	0.304	0.44	-	-
"	26/07/88	0.80	H	0.75	0.185	0.64	0.070	0.23	0.227	0.26	0.152	0.17	-	-
			C	0.25	0.415	1.07	0.261	0.36	0.374	0.37	0.259	0.31	-	-
WW Dra	/06/87	0.87	H	0.71	0.087	0.19	0.050	0.43	-	-
			C	0.29	0.450	0.68	0.313	0.11	-	-
"	27/07/88	0.63	H	0.71	0.062	0.31			0.102	0.16	0.104	0.14	-	-
			C	0.29	0.399	0.70	0.326	0.69	0.662	0.49	0.462	0.40	-	-
"	17/07/89	0.31	H	0.71	0.096	0.23	0.071	0.19	0.234	0.19	0.171	0.17	-	-
			C	0.29	0.484	0.54	0.513	0.42	0.688	0.48	0.654	0.48	0.183	0.16

Tabla 4.2: Continua

Nombre	Fecha	φ	E	$S_{\text{H}}/S_{\text{C}}$	Por reconstrucción del perfil				Por substracción espectral					
					EW (K)	C(K)	EW (H)	C(H)	EW (K)	I(K)	EW (H)	I(H)	EW (Hc)	I(Hc)
HR 6469	/06/87		C	0.24/0.36	0.028	0.18	0.027	0.11	-	-
"	27/07/88	0.64	C	0.24/0.36	0.044	0.20	0.039	0.26	-	-
"	13/07/89	0.81	C	0.24/0.36	0.048	0.22	0.053	0.19	-	-
Z Her	29/07/88	0.98	C	0.73/0.27	0.381	0.85	0.262	0.87	0.564	0.53	0.426	0.40	0.029	0.11
"	14/07/89	0.64	C	0.73/0.27	0.241	0.54	0.192	0.45	0.354	0.29	0.370	0.29	0.053	0.06
"	15/07/89	0.88	C	0.73/0.27	0.215	0.47	0.191	0.40	0.329	0.27	0.309	0.26	0.041	0.06
"	16/07/89	0.13	C	0.73/0.27	0.210	0.45	0.234	0.52	0.352	0.29	0.292	0.29	0.116	0.07
"	17/07/89	0.39	C	0.73/0.27	0.204	0.53	0.195	0.48	0.344	0.28	0.296	0.29	0.108	0.12
MM Her	27/07/88	0.27	H	0.69	0.107	0.45	0.060	0.26	0.236	0.30	0.174	0.23	-	-
			C	0.31	0.634	1.53	0.472	0.95	0.771	0.93	0.615	0.89	0.236	0.18
"	16/07/89	0.89	T	0.69/0.31	0.762	1.79	0.737	1.55	0.931	1.18	0.916	1.14	0.210	0.15
AW Her	26/07/88	0.91	C	0.54/0.46	1.617	3.65	1.506	2.88	2.054	2.43	1.852	2.30	0.529	0.35
42 Cap	27/07/88	0.18	-	-	0.141	0.76	0.113	0.51	0.168	0.22	0.133	0.17	-	-
RT Lac	25/11/86	0.87	H	0.57	1.621		0.647		0.894	0.83	1.323	0.88	-	-
			C	0.43	1.041		0.508		1.329	0.66	0.884	0.70	-	-
"	27/07/88	0.97	T	0.57/0.43	2.319	3.31	1.857	1.76	2.560	1.98	2.186	1.71	0.395	0.29
"	30/07/88	0.55	T	0.57/0.43	1.684	1.81	1.366	1.06	1.881	0.94	1.781	0.80	-	-
"	18/07/89	0.12	H	0.57	1.380	0.96	0.941	0.62	1.705	1.19	1.662	1.12	-	-
			C	0.43	1.410	0.88	1.208	0.64	1.714	1.20	1.425	1.20	0.457	0.24
AR Lac	14/07/89	0.95	T	0.44/0.56	0.817	0.96	0.745	0.61	1.109	0.64	1.330	0.60	-	-
"	18/07/89	0.95	T	0.44/0.56	0.661	0.78	0.687	0.51	0.992	0.54	1.061	0.50	-	-
SZ Psc	21/11/86	0.40	C	0.71/0.39	0.648	0.55	0.732	0.56
"	21/11/86	0.42	C	0.71/0.39	0.717	0.64	0.656	0.52
"	25/11/86	0.42	C	0.71/0.39	0.790	0.72	0.719	0.49
"	30/07/88	0.57	C	0.71/0.39	1.073	1.15	0.644	0.60	1.446	0.79	1.079	0.59	0.376	0.21
"	16/07/89	0.32	C	0.71/0.39	0.707	0.84	0.574	0.61	0.974	0.55	0.925	0.56	0.110	0.09

Tabla 4.3: Parámetros medidos en la líneas H y K de Ca II.
Grupo 3. (Componente activa de clase de luminosidad III)

Nombre	Fecha	φ	E	S_{II}/S_C	Por reconstrucción del perfil				Por substracción espectral					
					EW (K)	C(K)	EW (H)	C(H)	EW (K)	I(K)	EW (H)	I(H)	EW (H ϵ)	I(H ϵ)
33 Psc	25/11/86	0.19	-	-	0.300	0.10	0.105	0.11	-	-
5 Cct	15/12/92	0.32	C	-	0.440	0.67	0.273	0.48	-	-
BD Cet	12/12/92	0.90	C	-	0.984	1.89	0.699	1.16	1.147	0.88	1.005	0.82	-	-
ζ And	24/10/91	0.29	-	-	0.715	0.98	0.568	0.74	0.945	0.58	0.916	0.56	-	-
"	12/12/92	0.69	-	-	0.784	1.39	0.636	0.87	0.980	0.66	0.957	0.61	-	-
"	19/09/93	0.02	-	-	0.494	-	-
"	01/10/93	0.13	-	-	0.455	-	-
"	01/10/93	0.18	-	-	0.418	-	-
"	03/10/93	0.30	-	-	0.342	-	-
"	01/10/93	0.13	-	-	0.455	-	-
"	06/10/93	0.41	-	-	0.395	-	-
"	02/11/93	0.98	-	-	0.520	-	-
η And	12/12/92	0.62	T	0.50/0.50	0.102	0.51	0.065	0.31	0.077	0.08	0.057	0.08	-	-
AY Cct	12/12/92	0.61	C	-	0.589	1.52	0.525	1.38	0.711	0.79	0.657	0.81	-	-
HD 12545	15/12/92	0.55	-	-	4.534	3.80	3.897	3.84	4.874	4.36	4.308	4.34	1.243	0.81
6 Tri	15/12/92	0.87	C	0.20/0.80	0.393	0.76	0.304	0.55	0.566	0.38	0.476	0.36	-	-
12 Cam	21/11/86	0.50	-	-	1.741	1.75	1.626	1.29	-	-
"	/11/86	0.52	-	-	1.704	1.38	1.612	1.21	-	-
"	21/11/86	0.51	-	-	1.618	1.43	1.599	0.92	2.184	1.42	2.080	1.41	-	-
"	/11/86	0.52	-	-	1.704	1.38	1.612	1.21	-	-
"	25/11/86	0.52	-	-	1.704	1.38	1.612	1.21	-	-
"	25/11/86	0.57	-	-	1.494	1.36	1.469	1.21	-	-
"	26/11/86	0.57	-	-	1.489	1.36	1.439	1.29	-	-
V1149 Ori	04/03/93	0.19	C	-	1.697	2.10	1.570	1.72	1.971	1.56	1.915	1.59	0.277	0.23
"	04/03/93	0.19	C	-	1.667	2.00	1.562	1.64	1.963	1.55	1.928	1.64	0.262	0.22
CQ Aur	25/11/86	0.42	C	0.27/0.73	0.443	0.32	0.484	0.38	-	-
σ Gem	28/01/88	0.82	-	-	1.071	1.73	0.860	1.20	1.090	0.92	1.034	0.92	-	-
"	29/01/88	0.82	-	-	1.085	1.79	0.904	1.25	1.113	0.93	1.051	0.93	-	-
"	31/01/88	0.92	-	-	1.151	1.76	0.968	1.27	1.078	0.94	1.032	0.95	-	-
"	24/10/91	0.41	-	-	1.356	2.11	1.112	1.46	1.489	1.22	1.386	1.18	-	-
"	29/09/93	0.42	-	-	1.098	1.77	-	-
"	03/10/93	0.62	-	-	0.849	1.54	-	-
"	05/10/93	0.72	-	-	0.823	1.64	-	-
"	06/10/93	0.77	-	-	0.705	1.43	-	-
"	03/11/93	0.20	-	-	1.092	1.78	-	-
RZ Cnc	31/01/88	0.36	H C	0.80 0.20	1.302	1.26	1.286	1.05	1.427 0.302	1.11 0.23	1.323 0.497	1.21 0.32	0.195 -	-
"	08/03/93	0.44	H	0.80/0.20	1.619	2.12	1.499	1.90	1.880	1.25	1.734	1.32	0.340	0.24
DM UMa	07/03/93	0.85	-	-	2.733	1.95	2.254	1.69	3.127	2.51	2.890	2.38	0.745	0.61
93 Leo	29/01/88	0.43	C	0.46/0.54	0.086	0.28	0.095	0.29	-	-
"	31/01/88	0.46	C	0.46/0.54	0.082	0.28	0.103	0.32	-	-

Tabla 4.3: Continua

Nombre	Fecha	φ	E	$S_{\text{H}}/S_{\text{C}}$	Por reconstrucción del perfil				Por sustracción espectral					
					EW (K)	C(K)	EW (H)	C(H)	EW (K)	I(K)	EW (H)	I(H)	EW (Hc)	I(Hc)
DK Dra	26/11/86	0.44	T	0.50/0.50	1.253	1.78	1.140	1.38	1.464	1.17	1.388	1.08	-	-
"	29/01/88	0.10	T	0.50/0.50	1.496	2.70	1.377	2.64	1.614	1.41	1.489	1.37	-	-
"	31/01/88	0.13	T	0.50/0.50	1.503	2.56	1.155	1.50	1.640	1.25	1.464	1.17	-	-
"	31/01/88	0.13	T	0.50/0.50	1.298	2.01	1.312	2.05	1.594	1.21	1.493	1.67	-	-
"	07/03/93	0.02	T	0.50/0.50	1.844	2.47	1.700	2.04	2.007	1.72	1.924	1.71	0.208	0.19
"	09/03/93	0.05	T	0.50/0.50	1.730	2.47	1.558	1.87	1.870	1.65	1.783	1.56	0.164	0.14
4 UMi	05/03/93	0.86	-	-	0.100	0.41	0.065	0.28	0.145	0.09	0.107	0.09	-	-
GX Lib	13/07/89	0.36	-	-	0.900	1.40	0.761	0.96	1.047	0.68	1.116	0.72	-	-
"	14/07/89	0.41	-	-	0.619	1.30	0.538	0.81	0.754	0.62	0.849	0.61	-	-
"	05/03/93	0.83	-	-	0.689	1.37	0.555	0.82	0.799	0.61	0.801	0.59	-	-
c UMi	14/07/89	0.43	C	-	0.161	0.40	0.116	0.28	0.281	0.18	0.327	0.16	-	-
V792 Her	15/07/89	0.10	C	0.40/0.60	1.180	1.54	0.981	1.38	1.278	1.11	1.124	1.10	0.206	0.12
DR Dra	13/07/89	0.67	C	-	1.164	2.41	1.045	1.85	1.320	1.32	1.296	1.40	0.155	0.15
	09/03/93	0.09	C	-	1.445	3.11	1.098	1.87	1.553	1.38	1.375	1.36	0.237	0.21
o Dra	16/07/89	0.66	-	-	0.140	0.69	0.102	0.49	0.162	0.14	0.146	0.12	-	-
V1762 Cyg	17/07/89	0.45	-	-	1.002	2.10	0.871	1.77	1.086	1.08	1.021	1.08	-	-
V1817 Cyg	28/07/88	0.25	C	0.10/0.90	0.450	0.43	0.301	0.38	-	-
"	30/07/88	0.27	C	0.10/0.90	0.529	0.39	0.541	0.78	-	-
"	18/07/89	0.52	C	0.10/0.90	0.464	0.34	0.484	0.44	-	-
V1764 Cyg	18/07/89	0.03	C	0.60/0.40	1.086	1.00	1.113	1.14	1.619	0.77	1.410	0.81	-	-
HK Lac	14/07/89	0.89	C	-	1.794	2.42	1.585	1.69	2.015	1.77	1.975	1.88	0.344	0.28
V350 Lac	17/07/89	0.50	-	-	1.179	1.74	1.015	1.36	1.391	1.05	1.299	1.04	-	-
IM Peg	30/07/88	0.45	-	-	2.038	2.47	1.603	1.78	2.427	1.80	1.926	1.61	0.212	0.15
"	14/07/89	0.65	-	-	1.496	1.88	1.347	1.40	1.752	1.39	1.763	1.47	-	-
λ And	14/07/89	0.56	-	-	0.865	2.37	0.803	1.95	0.965	1.06	0.949	1.11	-	-
"	21/10/91	0.10	-	-	1.026	2.21	0.934	1.66	1.149	1.12	1.143	1.19	-	-

Tabla 4.4: Parámetros medidos en la líneas H y K de Ca II.
(Estrellas aisladas o componentes de sistemas binarios visuales)

HD	Nombre	Por reconstrucción del perfil						Por substracción espectral					
		F(1.0 Å) (K)	(H)	EW (K)	C(K)	EW (H)	C(H)	EW (K)	I(K)	EW (H)	I(H)	EW (Hc)	I(Hc)
F													
13480 B	6 Tri B	0.226	0.251	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
120136	τ Boo	0.148	0.181	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
124850	ι Vir	0.229	0.280	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
187013	17 Cyg	0.116	0.139	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
212754	34 Peg	0.099	0.117	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
216385	σ Peg	0.104	0.125	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
187691	\circ Aql	0.111	0.134	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
142373	χ Her	0.108	0.128	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
194012	HR 7793	0.163	0.184	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
45067	HR 2313	0.112	0.130	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
6920	44 And	0.174	0.183	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
107213	9 Com	0.104	0.122	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
136202	5 Ser	0.122	0.154	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
154417	HR 6349	0.199	0.230	0.049	0.25	0.051	0.23	0.112	0.11	0.164	0.10	-	-
43587	HR 2251	0.119	0.144	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
G													
115383	59 Vir	0.267	0.306	0.099	0.41	0.100	0.39	0.175	0.20	0.198	0.21	-	-
152792		0.111	0.132	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
114710	β Com	0.155	0.186	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
206860	HN Peg	0.280	0.297	0.110	0.49	0.101	0.40	0.262	0.24	0.254	0.23	-	-
29645	HR 1489	0.101	0.127	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
13974	δ Tri	0.184	0.202	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
98231	ξ UMa A	0.188	0.204	0.029	0.17	0.031	0.16	0.046	0.09	0.059	0.08	-	-
218739	KZ And A	0.304	0.301	0.139	0.58	0.120	0.38	0.224	0.26	0.121	0.22	-	-
146362	σ^1 CrB	0.233	0.262	0.037	0.16	0.028	0.12	0.268	0.09	0.361	0.11	-	-
13421	64 Cet	0.083	0.109	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
"	"	0.103	0.124	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
190406	15 Sgc	0.145	0.166	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
-	Sol	0.160	0.187	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
143761	ρ CrB	0.117	0.141	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
81809	HR 3750	0.139	0.151	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
9562	HR 448	0.095	0.127	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
12235	112 Psc	0.114	0.136	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
217014	51 Peg	0.110	0.127	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
20630	κ^1 Cet	0.307	0.320	0.143	0.63	0.124	0.46	0.258	0.25	0.307	0.22	-	-
115617	61 Vir	0.126	0.152	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
190360	HR 7670	0.105	0.130	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
182488	HR 7368	0.127	0.144	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
131156 A	ξ Boo A	0.428	0.428	0.233	0.94	0.229	0.88	0.477	0.47	0.463	0.45	-	-
144287		0.129	0.153	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
101501	61 UMa	0.262	0.277	0.087	0.35	0.066	0.24	0.121	0.16	0.098	0.31	-	-
182572	31 Aql	0.118	0.139	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
188512	β Aql	0.106	0.126	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
158614	HR 6516	0.127	0.169	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
K													
3651	54 Psc	0.109	0.122	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
190404		0.141	0.164	0.312	0.16	-	-	-	-	-	-	-	-
10476	107 Psc	0.130	0.155	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
22072	HR 1085	0.109	0.132	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
142091	κ CrB	0.103	0.115	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
22049	c Eri	0.520	0.522	0.344	1.33	0.305	1.07	0.412	0.66	0.390	0.62	-	-
4628	HR 222	0.203	0.233	0.071	0.49	0.056	0.28	0.072	0.14	0.094	0.10	-	-
16160	HR 753	0.216	0.222	0.073	0.46	0.045	0.21	-	-	-	-	-	-
219134	HR8832	0.183	0.206	0.065	0.54	0.052	0.37	-	-	-	-	-	-
115404		0.474	0.489	0.289	1.41	0.270	1.01	0.323	0.58	0.311	0.57	-	-
127665	ρ Boo	0.130	0.131	0.075	0.52	0.059	0.39	-	-	-	-	-	-
131156 B	ξ Boo B	1.337	1.249	1.066	2.13	0.940	1.81	-	-	-	-	0.105	-
201091	61 Cyg A	0.659	0.655	0.453	1.93	0.381	1.38	-	-	-	-	0.041	-
201092	61 Cyg B	1.074	1.002	0.825	2.65	0.691	2.05	-	-	-	-	0.039	-

Capítulo 5

La relación de Wilson-Bappu

5.1 Introducción

Una de las propiedades más destacable de la línea de emisión K de Ca II es la correlación existente entre la anchura, W_0 y la magnitud visual absoluta, M_V . Esta correlación se conoce con el nombre de efecto Wilson-Bappu (Wilson y Bappu 1957, WB de ahora en adelante). El efecto Wilson-Bappu es destacable por tres razones:

- (1) La ley anchura-luminosidad se cumple en un amplio rango de luminosidad estelar ($\sim 10^5$).
- (2) La anchura de la emisión parece ser independiente de la intensidad de la emisión.
- (3) Las anchuras no están fuertemente correlacionadas con la metalicidad estelar (WB, Lutz y Pagel 1978).

El significado físico del efecto Wilson-Bappu no está aún claro, aunque se han propuesto muchas interpretaciones teóricas y muchos autores han expresado de forma empírica las anchuras de la línea en función de parámetros estelares fundamentales. La relación entre W_0 y la temperatura efectiva, T_{eff} , la gravedad superficial, g , y la abundancia metálica $[\text{Fe}/\text{H}]$ ha sido investigada por Reimers (1973), Neckel (1974) y Lutz y Pagel (1982).

Dos tipos de explicaciones alternativas del efecto WB han sido propuestas:

- a) Aquellas basadas en un efecto sistemático del ensanchamiento Doppler (Athay y Skumanich 1968; Linsky y Avrett 1970; Fosbury 1973; Scharmer 1976)
- b) Aquellas basadas en un efecto sistemático de la densidad de columna por encima del mínimo de temperatura (Thomas 1973; Ayres, Linsky y Shine 1975; Engvold y Rygh 1978; Ayres 1979)

Por otra parte la influencia de la intensidad de la emisión de la línea K de Ca II (I_{K_3}) en la anchura, W_0 , ha sido estudiada por Glebocki y Stawikowski (1978) y efecto del ensanchamiento rotacional ($V \sin i$) en la línea K de Ca II ha sido analizado por Bielicz, Glebocki, y Sikorski (1985).

Además, Neckel (1974) sugiere que el estado evolutivo (edad) de las estrellas también debe

tenerse en cuenta.

Como consecuencia de todo esto es posible escribir la dependencia de la anchura WB en la siguiente forma:

$$W_0 = f(T_{\text{eff}}, g, [\text{Fe}/\text{H}], \text{Edad}, I_{K_3}, V_{\text{seni}}) \quad (5.1)$$

En este trabajo se analiza el efecto WB en una muestra de estrellas binarias cromosféricamente activas y en algunas estrellas aisladas con actividad moderada y alta.

El propósito principal de este estudio es investigar cualitativamente si estrellas muy activas y con rápida rotación se desvían de forma significativa de la relación de WB. En particular se investigará cual es la influencia del nivel de actividad a través del efecto de la intensidad del núcleo de emisión, I_{K_3} y del ensanchamiento rotacional (V_{seni}) en las correlaciones anchura-luminosidad ($\log W_0, M_V$) y ($\log W_1, M_V$).

También se analiza el comportamiento de los parámetros de las líneas H y K de Ca II en estas estrellas muy activas en comparación con estrellas menos activas y la influencia de la anchura W_0 en estos parámetros.

5.2 La muestra de estrellas

Para realizar este estudio se han considerado estrellas con diferentes niveles de actividad que podemos dividir en tres grupos:

i) *Sistemas binarios cromosféricamente activos*

En este grupo se incluyen 27 sistemas binarios cromosféricamente activos (RS CVn y BY Dra stars) incluidos en CABS. Se han considerado sólo sistemas en los cuales la componente activa es la que tiene la contribución principal al espectro observado, es decir, aquellos sistemas en los que la línea de emisión y de absorción observadas corresponden a la misma estrella. Esto reduce el número de sistemas que pueden ser analizados pero permite obtener medidas reales de las anchuras y de las intensidades (W_0, W_1, I_{K_1} , y I_{K_3}).

El nombre y el tipo espectral (T_{sp}) tomado de CABS, para estos sistemas, se da en Tabla 5.1.

ii) *Estrellas activas no binarias*

En este grupo se incluyen 18 estrellas activas no binarias de tipos espectrales F, G y K, algunas de ellas contenidas en la muestra de Wilson (1978). Se han considerado sólo aquellas estrellas en las que la intensidad de la emisión en H y K de Ca II es lo suficiente alta como para poder medir con precisión los parámetros de la línea. El número HD, y el tipo espectral (T_{sp}) de estas estrellas se da en la Tabla 5.2.

iii) *Estrellas de Bario y otras gigantes*

Con el fin de aumentar el rango de luminosidades se han incluido en este estudio varias estrellas gigantes y supergigantes para las que también disponemos de observaciones en H y K de Ca II (Cornide et al. 1992). Los parámetros de estas estrellas (9 estrellas de Bario

Tabla 5.1: Parámetros estelares (Sistemas RS CVn y BY Dra)

Nombre	T _{sp}	V _{seni} (km s ⁻¹)	V (mag)	π (")	π * (")	M _V (π) (mag)	M _V (T _{sp}) (mag)	M _V (K) _{WB} (mag)	M _V (K) _{Our} (mag)
BD Cet	K1III	20	7.89	0.0141	-	3.64	0.6	-1.39	0.02
ζ And	/K1III	40	4.06	0.0323	0.0359	1.84	0.6	-1.62	-0.22
η And	G8IV-III/G8IV-III	< 15	5.17	0.0090	0.0043	-1.66	2.0	-0.36	1.08
AY Cet	WD/G5III	/4	5.47	0.0150	0.0163	1.53	0.9	1.78	3.29
AR Psc	K2V/	9/6	7.24	0.0588	-	6.09	6.4	4.32	5.91
HD 1254	K0III	17	7.6	0.0130	-	3.17	0.7	0.58	2.06
VY Ari	K3-4IV-IV	6	6.9	0.0476	0.0499	5.25	3.5	3.52	5.08
12 Cam	K0III	25	6.1	0.0075	-	0.48	0.7	-1.73	-0.32
V1149 Ori	K1III	11	6.58	-	-	-	0.6	-0.59	0.85
σ Gem	K1III	29	4.14	0.0169	0.0178	0.39	0.6	-0.83	0.61
DM UMa	K0-1IV-III	36	9.55	0.0077	-	4.00	2.0	0.01	1.46
ξ UMa(B)	G5V	2.8	4.87	0.1266	0.1305	5.45	5.1	4.82	6.42
HD 113816	K2IV-III	30	8.27	0.0061	-	2.20	2.0	-1.15	0.27
GX Lib	G-KV/K1III	32	7.29	-	-	-	0.6	-1.65	-0.25
c UMi	A8-F0V/G5III	25	4.23	0.0141	0.0090	-0.04	0.9	-2.34	-0.96
DR Dra	WD/K0-2III	4	6.55	0.0114	-	1.83	0.6	0.44	1.91
V815 Her	G5V/[M1-2V]	27/	7.66	0.0323	-	5.19	5.1	2.22	3.74
o Dra	G9III	16	4.64	0.0149	0.0033	-2.77	0.8	-3.10	-1.73
V775 Her	K0V/[K5-M2V]	15/	8.04	0.042	0.0421	6.16	5.9	2.50	4.03
V478 Lyr	G8V/[dK-dM]	21/	7.68	0.0385	-	5.61	5.5	2.64	4.18
V1762 Cyg	K1IV-III	14	5.81	0.0040	0.0040	-1.18	2.0	0.07	1.53
V1764 Cyg	F/K1III	34	7.69	0.0026	-	-0.24	0.6	-4.40	-3.07
42 Cap	G2IV	5.5	5.17	0.029	0.0294	2.56	3.0	0.38	1.85
HK Lac	F1V/K0III	15	6.52	0.0067	-	0.65	0.7	-0.26	1.19
V350 Lac	K2III	36	6.38	0.0145	-	2.19	0.5	-1.40	0.01
IM Peg	K2III-II	36	5.60	0.0200	-	2.11	-1.1	-1.03	0.40
λ And	G8IV-III	10	3.70	0.0435	0.0494	2.17	2.0	0.54	2.01

y 3 gigantes normales) se dan en la Tabla 5.3.

5.2.1 Magnitudes visuales absolutas, M_V

En este estudio se han adoptado las magnitudes visuales absolutas obtenidas a partir de las paralajes trigonométricas. Estas magnitudes absolutas son independientes de cualquier característica espectroscópica, lo cual es muy importante en este estudio.

Para las estrellas del grupo i) se han tomado las paralajes trigonométricas, π, y las magnitudes visual, V, dadas en CABS. Para las estrellas de los grupos ii) y iii) las paralajes trigonométricas, π, se han tomado del "Bright Star Catalogue" (Hoffleit y Jaschek 1982). En algunos casos se han adoptado las nuevas determinaciones de las paralajes trigonométricas (π * en las Tablas 5.1, 5.2 y 5.3) dadas por Van Altena et al. (1991) (The General Catalogue of Trigonometric Parallaxes, preliminary version).

En las Tablas 5.1, 5.2 y 5.3) M_V(π) es la magnitud absoluta obtenida con V y π (o π * cuando se dispone de este valor) y M_V(T_{sp}) es la magnitud absoluta correspondiente al tipo espectral según Landolt-Börnstein (Schmidt-Kaler 1982).

Tabla 5.2: Parámetros estelares (Estrellas aisladas)

HD	Nombre	T _{sp}	V _{seni} (km s ⁻¹)	V (mag)	π (")	π * (")	M _V (π) (mag)	M _V (T _{sp}) (mag)	M _V (K) _{WB} (mag)	M _V (K) _{Our} (mag)
F										
154417		F8.5IV-V	5.5	6.01	0.046	0.0411	4.08	4.0	1.23	2.73
G										
115383	59 Vir	G0V	5.5	5.22	0.079	0.0742	4.57	4.4	1.99	3.51
206860	HN Peg	G0V	10.2	5.94	0.065	0.0666	5.06	4.4	3.28	4.83
218739		G0V		7.20	0.031	0.0298	4.47	4.4	4.00	5.58
20630	κ ¹ Cct	G5V	< 15	4.83	0.108	0.1077	4.99	5.1	4.37	5.96
131156 A	ξ Boo A	G8V	3	4.55	0.156	0.1489	5.41	5.5	4.52	6.11
101501	61 UMa	G8V	15	5.33	0.119	0.1115	5.57	5.5	4.75	6.35
K										
190404		K1V		7.24		0.0559	5.98	6.1	6.77	8.43
4628		K2V		5.75	0.143	0.1358	6.41	6.4	7.91	9.61
22049	ε Eri	K2V	< 15	3.73	0.304	0.3056	6.16	6.4	5.73	7.36
131511		K2V	4	6.01	0.087	0.0869	5.71	6.4	3.40	4.96
16160		K3V	< 3	5.82	0.129	0.1336	6.45	6.6	4.48	6.07
219134		K3V		5.56	0.146	0.1505	6.45	6.6	4.87	6.47
115404		K3V		6.52		0.0840	6.14	6.6	5.12	6.73
127665	ρ Boo	K3III	15	3.58	0.029	0.0238	0.46	0.3	-1.79	-0.38
131156 B	ξ Boo B	K4V	20	6.90	0.156	0.1489	7.76	7.0	5.86	7.49
201091	61 Cyg A	K5V	2	5.21	0.294	0.2870	7.50	7.4	5.21	6.82
201092	61 Cyg B	K7V	< 3	6.03	0.294	0.2870	8.32	8.1	5.80	7.43

Tabla 5.3: Parámetros estelares (Estrellas de Bario y otras gigantes)

HD	Nombre	T _{sp}	V _{seni} (km s ⁻¹)	V (mag)	π (")	π * (")	M _V (π) (mag)	M _V (T _{sp}) (mag)	M _V (K) _{WB} (mag)	M _V (K) _{Our} (mag)
131873	β UMi	K4 III	< 15	2.08	0.039	0.0238	-1.04	0.00	-1.74	-0.34
163770	θ Her	K1 IIa	< 20	3.86	0.002		-4.63	-2.70	-4.03	-2.69
164349	93 Her	K0.5 IIb	< 15	4.67	0.004	0.0035	-2.61	-2.68	-2.15	-0.75
168532	105 Her	K3 III		5.27	0.002	0.0015	-3.85	0.30	-2.53	-1.14
185958	β Sge	G8 III	< 20	4.37	0.011	0.0091	-0.83	0.80	-2.37	-0.98
198809	31 Vul	G7 III		4.59	0.036	0.0416	2.69	0.85	-0.65	0.79
199939		G9 III		8.00				0.75	1.91	3.42
201657		G9 III		8.10				0.75	4.16	5.74
206778	ε Peg	K2 Ib	< 15	2.39	0.006	0.0077	-3.18	-5.90	-4.59	-3.27
211594		K0 (III)		8.09				0.70	0.67	2.15
215665	λ Peg	G8 III	< 20	3.95	0.042	0.0414	2.04	0.80	-0.99	0.44
218356	56 Peg	G8 Ib	< 15	4.76	0.006	0.0018	-3.96	-6.10	-3.55	-2.20

5.2.2 Parámetros medidos en las líneas H y K de Ca II

Se han medido para las estrellas de los grupos i), ii) y iii) las anchuras (W y W_1) y las intensidades (I) de las distintas características de las líneas H y K de Ca II (K_1 , K_2 y K_3), ya descritas en el Capítulo 4. Los valores obtenidos para estos parámetros se dan en las Tablas 5.4, 5.5 y 5.6 respectivamente. Todas las anchuras se dan en Å y no han sido corregidas del ensanchamiento instrumental. Las intensidades se han determinado en los espectros normalizados al pseudocontinuo en 3950.5 Å.

La columna (2) de la Tabla 5.4, da la fase orbital (φ) para cada espectro medido de las estrellas del grupo i). En la columna (3), H y C indica si la emisión proviene de la componente caliente o de la componente fría respectivamente. La última columna de las Tablas 5.4, 5.5 y 5.6 se da un código que indica la fecha, el telescopio y la resolución espectral correspondiente a cada observación, según se indica en la Tabla 2.1.

En las estrellas pertenecientes a los grupos i) y ii) no ha sido posible observar la autoabsorción K_3 (excepto en V1764 Cyg y o Dra) lo cual puede ser debido a que la resolución espectral no es suficiente y/o a que la separación entre los máximos K_2 sea muy pequeña debido a los altos niveles de actividad de estas estrellas (Ayres 1979). Por lo tanto en estas estrellas no ha sido posible medir los parámetros, $I_{K_{2V}}$, $I_{K_{2R}}$, y W_2 y el valor medido para la intensidad I_{K_3} coincide con la intensidad I_{K_2} . Para las estrellas del grupo iii) la autoabsorción si es observable y ha sido posible medir todos los parámetros de la línea (Tabla 5.6).

5.3 La relación de Wilson-Bappu

5.3.1 Definición de W

Wilson y Bappu (1957) definieron la anchura de la emisión en la línea K de Ca II, W como la diferencia en longitud de onda entre los bordes rojo y violeta de la emisión, expresada en km s^{-1} .

Lutz (1970) encontró en su estudio que W es prácticamente igual a la anchura a mitad de altura (FWHM) del núcleo de emisión.

Linsky et al. (1979) definieron W como la suma de las anchuras a mitad de altura de los picos de emisión rojo y violeta. Esta definición es equivalente a la definición usual de FWHM en el caso de líneas simétricas y permite una medida de la anchura en los perfiles que son muy asimétricos.

En este trabajo, W se ha determinado como la FWHM del núcleo de emisión, utilizando un ajuste Gaussiano al perfil observado de la línea de emisión, en el caso de líneas simétricas y siguiendo la definición de Linsky et al. (1979) en el caso de líneas asimétricas, es decir, en los casos en los que la autoabsorción está presente en el perfil observado de la línea.

Tabla 5.4: Parámetros medidos en las líneas H y K de Ca II, Grupo i)

Nombre	φ		W(K) (Å)	W ₁ (K) (Å)	I _{K_{IV}}	I _{K_{IR}}	I _{K₃}	W(H) (Å)	W ₁ (H) (Å)	I _{H_{1V}}	I _{H_{1R}}	I _{H₃}	W(He) (Å)	O
BD Cet	0.90	-	1.15	2.62	0.20	0.20	0.96	1.04	1.98	0.29	0.30	0.95		8
ζ And	0.29	C	1.20	3.04	0.27	0.25	0.72	1.16	2.49	0.30	0.34	0.74		7
"	0.69	C	1.22	2.65	0.23	0.21	0.79	1.16	2.53	0.29	0.31	0.78		8
η And	0.62	-	1.01	1.87	0.13	0.13	0.20	1.02	1.64	0.17	0.15	0.22		8
AY Cet	0.61	C	0.77	2.04	0.21	0.20	0.88	0.76	1.69	0.24	0.25	0.86		8
AR Psc	0.33	H	0.64	1.98	0.26	0.24	1.45	0.60	1.94	0.28		1.38	0.86	2
"	0.39	H	0.58	1.76	0.26	0.29	1.50	0.61	1.91	0.29		1.48	1.10	2
"	0.67	II	0.63	2.04	0.27	0.26	1.51	0.63	1.88	0.33		1.41	0.88	2
HD 12545	-	-	0.90 3.22	0.37	0.32	4.63	0.92	3.10	0.39		4.60	1.25	8	
VY Ari	0.17	-	0.64	2.05	0.23	0.26	2.57	0.60	1.74	0.30		2.40	0.87	8
12 Cam	0.51	-	1.22	3.31	0.34	0.35	1.66	1.10	3.37	0.41	0.43	1.66		2
"	0.52	-	1.24	3.32	0.36	0.36	1.66	1.13	3.40	0.40	0.44	1.63		2
"	0.57	-	1.23	3.55	0.34	0.34	1.55	1.14	3.48	0.37	0.46	1.54		2
"	0.57	-	1.19	3.17	0.33	0.33	1.41	1.12	3.28	0.36	0.43	1.41		2
V1149 Ori	0.19	C	1.05	3.23	0.28	0.28	1.69	0.99	2.66	0.35		1.73		10
"	0.19	C	1.07	3.26	0.28	0.29	1.68	0.96	2.89	0.36		1.77		10
σ Gem	0.82	-	1.03	2.60	0.23	0.24	1.07	0.94	2.10	0.29	0.34	1.08		4
"	0.82	-	1.05	2.40	0.22	0.23	1.06	0.94	2.23	0.27	0.33	1.07		4
"	0.92	-	0.99	2.49	0.22	0.23	1.08	0.91	2.03	0.28	0.32	1.10		4
"	0.41	-	1.04	3.05	0.23	0.24	1.37	0.93	2.46	0.30	0.37	1.35		7
DM UMa	0.85	-	0.98	3.04	0.43	0.37	2.80	1.05	3.41	0.49		2.63	1.56	10
ξ UMa(B)	0.49	C	0.48	1.08	0.19	0.19	0.43	0.45	1.13	0.22	0.22	0.42		4
HD 113816	-	-	1.14	2.80	0.22	0.15	2.66	1.10	2.94	0.22		2.20		10
GX Lib	0.36	C	1.29	2.89	0.24	0.24	0.83	1.14	2.50	0.34	0.34	0.91		6
"	0.44	C	1.02	2.46	0.20	0.22	0.75	0.96	2.27	0.31	0.33	0.81		6
"	0.83	C	1.09	2.78	0.22	0.20	0.75	1.02	2.67	0.28	0.29	0.75		10
ε UMi	0.43	C	1.28	1.98	0.22	0.21	0.34	1.24	1.61	0.27	0.25	0.36		6
DR Dra	0.67	C	0.86	2.36	0.21	0.24	1.42	0.78	2.00	0.28	0.35	1.53		6
V815 Her	0.68	H	0.67	1.99	0.26	0.27	1.08	0.77	1.49	0.28	0.29	0.91	0.85	5
o Dra	0.66	-	1.42	1.74	0.13	0.12	0.24	1.85	1.57	0.17	0.15	0.25		6
V775 Her	0.04	H	0.47	1.61	0.21	0.24	2.83	0.44	1.48	0.24		2.38	0.74	5
"	0.06	H	0.51	1.40	0.18		2.85	0.44	1.45	0.19		2.62	1.06	5
"	0.37	H	0.49	1.62	0.21	0.24	2.60	0.47	1.21	0.26		2.50	0.69	5
"	0.40	H	0.47	1.52	0.24	0.28	2.69	0.44	1.31	0.30		2.42	0.65	5
"	0.07	H	0.65	1.96	0.24	0.28	2.10	0.63	1.48	0.26		1.78	0.83	5
V478 Lyr	0.40	H	0.53	1.60	0.27	0.33	1.63	0.47	1.49	0.30		1.53	0.51	5
"	0.85	H	0.65	1.44	0.27	0.26	1.26	0.56	1.74	0.27		1.20	0.56	5
"	0.77	H	0.72	1.72	0.26	0.24	0.95	0.76	1.68	0.25		0.89		5
V1762 Cyg	0.45	-	0.90	2.46	0.21	0.22	1.20	0.85	1.98	0.26	0.29	1.21		6
V1764 Cyg	-	C	1.72	3.44	0.32	0.32	0.93	1.54	3.17	0.36	0.30	0.95		6
42 Cap	0.18	-	0.87	1.29	0.16	0.16	0.32	0.89	1.45	0.16	0.17	0.29		5
HK Lac	0.89	C	0.95	2.99	0.27	0.26	1.98	0.87	2.58	0.34	0.47	2.06	1.07	6
V350 Lac	0.50	-	1.11	2.91	0.24	0.23	1.19	1.01	2.48	0.29	0.34	1.22		6
IM Peg	0.45	C	1.09	2.80	0.30	0.31	2.01	0.97	2.80	0.29	0.39	1.83		5
"	0.65	C	1.02	2.89	0.27	0.27	1.59	0.92	2.58	0.33	0.43	1.70		6
λ And	0.56	-	0.82	2.21	0.19	0.19	1.13	0.78	1.77	0.24	0.26	1.20		6
"	0.10	-	0.87	2.39	0.22	0.21	1.23	0.79	2.06	0.29	0.31	1.31		7

Tabla 5.5: Parámetros medidos en las líneas H y K de Ca II, Grupo ii)

HD	Nombre	W(K) (Å)	W ₁ (K) (Å)	I _{K_{1V}}	I _{K_{1R}}	I _{K₃}	W(H) (Å)	W ₁ (H) (Å)	I _{H_{1V}}	I _{H_{1R}}	I _{H₃}	W(He) (Å)	O
F													
154417		0.77	1.24	0.17	0.18	0.21	0.88	1.16	0.22	0.21			6
G													
115383	59 Vir	0.69	1.39	0.19	0.19	0.31	0.76	1.18	0.24	0.22	0.35		6
206860	HN Peg	0.58	1.27	0.19	0.19	0.35	0.56	1.12	0.23	0.21	0.35		6
218739		0.61	1.27	0.20	0.19	0.38	0.65	1.29	0.22	0.20	0.35		8
20630	κ^1 Cet	0.59	1.24	0.18	0.19	0.40	0.59	1.30	0.23	0.22	0.38		8
131156 A	ξ Boo A	0.50	1.33	0.20	0.21	0.63	0.49	1.27	0.24	0.21	0.62		6
101501	61 UMa	0.61	1.34	0.18	0.19	0.30	0.67	1.24	0.23	0.21	0.30		10
K													
190404		0.38	0.77	0.12	0.13	0.16							6
4628		0.45	1.00	0.13	0.15	0.29	0.56	1.00	0.20	0.18	0.26		8
22049	ϵ Eri	0.52	1.26	0.19	0.20	0.80	0.48	1.18	0.24	0.23	0.78	0.36	8
131511		0.68	1.63	0.20	0.21	0.52	0.70	1.53	0.25	0.24	0.50		10
16160		0.58	1.07	0.17	0.14	0.26	0.65	0.97	0.21	0.18	0.25		8
219134		0.48	1.05	0.13	0.13	0.24	0.41	0.97	0.17	0.17	0.25		6
115404		0.46	1.07	0.20	0.20	0.80	0.42	1.06	0.26	0.21	0.77		6
127665	ρ Boo	1.23	1.81	0.09	0.09	0.10							10
131156 B	ξ Boo B	0.42	1.41	0.35	0.35	2.51	0.41	1.39	0.39	0.37	2.27	0.47	6
201091	61 Cyg A	0.46	1.28	0.23	0.23	1.09	0.45	1.08	0.30	0.27	1.08	0.37	6
201092	61 Cyg B	0.43	1.31	0.29	0.27	1.97	0.43	1.21	0.33	0.32	1.82	0.46	6

Tabla 5.6: Parámetros medidos en las líneas H y K de Ca II, Grupo iii)

HD	Nombre	W(K) (Å)	W ₁ (K) (Å)	W ₂ (K) (Å)	I _{K_{1V}}	I _{K_{1R}}	I _{K_{2V}}	I _{K_{2R}}	I _{K₃}	O
131873	β UMi	1.17	1.98	0.65	0.13	0.13	0.24	0.29	0.23	6
163770	θ Her	1.63	2.61	0.91	0.12	0.18	0.24	0.31	0.23	6
164349	93 Her	1.24	1.84	0.90	0.11	0.11	0.16	0.15	0.11	6
168532	105 Her	1.31	2.12	0.85	0.138	0.15	0.24	0.25	0.17	6
185958	β Sge	1.28	1.66	0.86	0.11	0.11	0.13	0.12	0.10	6
198809	31 Vul	1.00	1.45	0.50	0.14	0.14	0.19	0.18	0.17	6
199939		0.70	1.10	0.47	0.09	0.09	0.12	0.11	0.09	6
201657		0.52	0.71	0.22	0.08	0.09	0.11	0.12	0.11	6
206778	ϵ Peg	1.77	2.75	1.14	0.25	0.24	0.43	0.60	0.14	6
211594		0.83	1.18	0.56	0.12	0.12	0.17	0.16	0.07	6
215665	λ Peg	1.05	1.59	0.79	0.10	0.10	0.12	0.11	0.09	6
218356	56 Peg	1.52	2.95	0.69	0.28	0.28	0.77	0.58	0.57	6
HD	Nombre	W(H) (Å)	W ₁ (H) (Å)	W ₂ (H) (Å)	I _{H_{1V}}	I _{H_{1R}}	I _{H_{2V}}	I _{H_{2R}}	I _{H₃}	O
131873	β UMi	1.11	1.68	0.64	0.15	0.15	0.23	0.26	0.22	6
163770	θ Her			0.97	0.17		0.27		0.23	6
164349	93 Her	1.19	1.55	0.85	0.14	0.13	0.17	0.16	0.12	6
168532	105 Her	1.25	1.78	0.79	0.16	0.16	0.24	0.24	0.19	6
185958	β Sge	1.18	1.44	0.90	0.14	0.12	0.15	0.13	0.10	6
198809	31 Vul	0.92	1.24	0.56	0.17	0.15	0.20	0.19	0.18	6
199939		0.90	1.20	0.61	0.13	0.10	0.14	0.12	0.10	6
201657		0.83	1.06	0.58	0.12	0.10	0.13	0.13	0.11	6
206778	ϵ Peg	1.59	2.32	1.15	0.31	0.25	0.43	0.60	0.15	6
211594										6
215665	λ Peg	1.11	1.40	0.86	0.12	0.11	0.13	0.12	0.09	6
218356	56 Peg	1.34	2.55	0.66	0.36	0.36	0.80	0.63	0.64	6

Tabla 5.7: Comparación con medidas de $W_0(K)$ de otros autores

HD	Nombre	$W_0(K)$	$W_0(K)$ (1)	$W_0(K)$ (2)	$W_0(K)$ (3)	$W_0(K)$ (4)	$W_0(H)$ (5)
<i>Grupo i)</i>							
7672	AY Cet	0.68				0.66	
62044	σ Gem	1.01	1.41		0.89	0.92	
98230	ζ UMa (B)	0.43				0.29	
185151	V1764 Cyg	1.71				1.68	
222107	λ And	0.83	1.03		0.77		
<i>Grupo ii)</i>							
20630	κ^i Cet	0.47	0.60				0.49
22049	ϵ Eri	0.38	0.51		0.38		0.40
101501	61 UMa	0.44	0.63		0.48	0.48	
115383	59 Vir	0.66			0.67		
127665	ρ Boo	1.16	1.19				
131156 A	ξ Boo A	0.46	0.57	0.47	0.46		0.44
131156 B	ξ Boo B	0.38	0.46		0.32		
131511		0.53	0.61		0.44		
201091	61 Cyg A	0.42	0.50	0.44	0.38		
201092	61 Cyg B	0.38	0.45		0.34		
<i>Grupo iii)</i>							
131873	β UMi	1.15	1.13				
163770	θ Her	1.62	1.58				
206778	ϵ Peg	1.76	2.06	1.91	1.76		
218356	56 Peg	1.51	1.51		1.40		
219134		0.44	0.52				

La anchura medida W debe ser corregida del ensanchamiento instrumental. Para realizar esta corrección en W , originalmente Wilson y Bappu (1957) restaban la anchura de la rendija proyectada (15 km s^{-1}). Posteriormente, Wilson (1959) encontró que una corrección de 18 km s^{-1} mejoraba la linealidad de la relación WB.

Algunos autores (Wilson 1959; Linsky et al. 1979) sugirieron una fórmula simple para la corrección de la anchura observada, W , de la anchura instrumental, b , dada por:

$$W_0 = W - b \tag{5.2}$$

siendo W_0 la anchura verdadera. Esta corrección es sólo estrictamente válida cuando W y b representan la FWHM de un perfil Lorentziano.

Sin embargo, Lutz (1970) propuso una corrección cuadrática válida para perfiles Gaussianos:

$$W_0^2 = W^2 - b^2 \tag{5.3}$$

Este autor señala que la corrección lineal utilizada por Wilson da un valor de W_0 con un error mayor que la anchura no corregida y que la corrección cuadrática da un valor más próximo a la anchura verdadera que la corrección lineal, siendo el error siempre más pequeño que en la anchura no corregida. Fosbury (1973) encontró que aunque la corrección

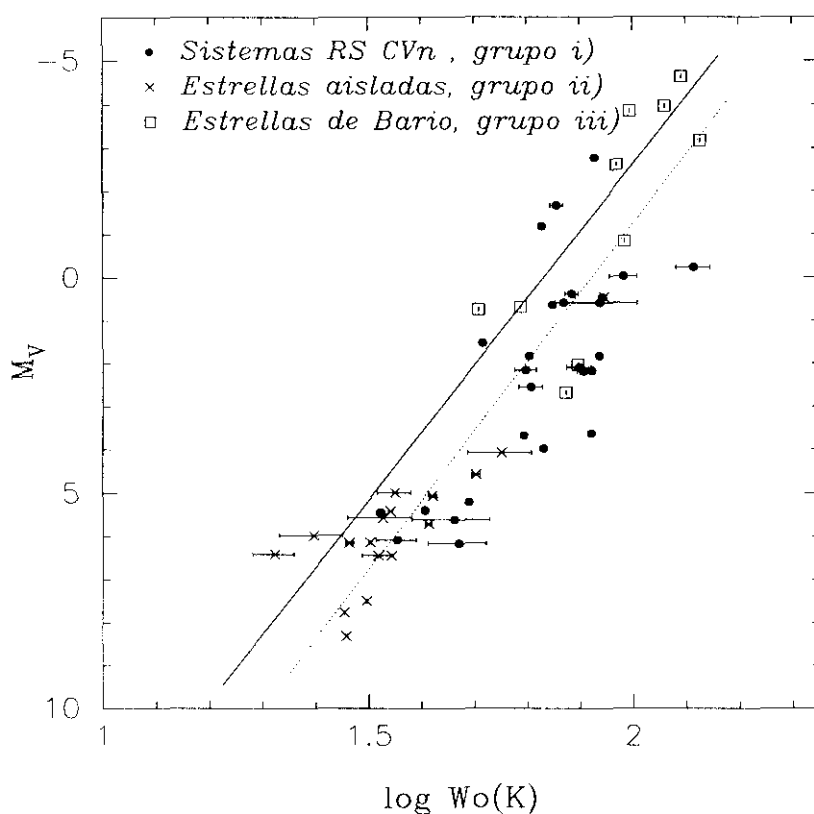


Figura 5.1: Diagrama ($\log W_0$, M_V). La línea continua representa la relación de Wilson-Bappu dada por Lutz (1970) y la línea punteada corresponde al ajuste lineal con nuestros datos. Se han utilizado diferentes símbolos para representar las estrellas pertenecientes a los grupos i), ii), y iii)

depende de la forma de la línea, en los casos reales la corrección cuadrática es una buena aproximación.

En este trabajo se ha utilizado la corrección cuadrática tomando como valor de b la FWHM instrumental correspondiente a cada campaña de observación (ver Tabla 2.1). Se ha estudiado el efecto de la corrección lineal y la cuadrática en la relación WB, encontrando que la dispersión es menor cuando se utiliza la corrección cuadrática, particularmente en los casos en los que la anchura medida, W , es comparable a la anchura instrumental.

5.3.2 Comparación con otras medidas de $W_0(K)$

En la Tabla 5.7 se dan los valores de $W_0(K)$ medidos en este trabajo y los medidos por otros autores:

- (1) Wilson y Bappu (1957) utilizando una corrección lineal de $b=0.20 - 0.24 \text{ \AA}$.
- (2) Stencel (1977) utilizando una corrección cuadrática con valores de b entre 0.08 y 0.11
- (3) Linsky et al. (1979) con una resolución espectral de 0.115 \AA .
- (4) Strassmeier et al. (1990) con una resolución espectral de 0.24 \AA .

(5) García-López et al.(1992) con una resolución espectral de 0.049 Å

Se ha encontrado un acuerdo satisfactorio al comparar estas anchuras corregidas. Las pequeñas discrepancias encontradas entre los valores encontrados por diferentes autores se deben a las diferentes resoluciones espectrales y a los diferentes procedimientos de corrección utilizados.

5.3.3 Relaciones ($\log W_0(K)$, M_V) propuestas

Wilson (1959) obtuvo la siguiente relación basada en una calibración realizada con las medidas obtenidas para el Sol y para la Hyades.

$$M_V = -14.94 \log W_0(K) + 27.59 \quad (5.4)$$

Posteriormente, Wilson (1967) utilizó 65 estrellas con determinaciones precisas de la paralaje trigonométrica obteniendo la siguiente relación:

$$M_V = -14.89 \log W_0(K) + 27.51 \quad (5.5)$$

Lutz (1970) obtuvo una regresión lineal mejor utilizando magnitudes fotoeléctricas y una técnica de mínimos cuadrados diferente.

$$M_V = -15.55 \log W_0(K) + 28.49 \quad (5.6)$$

En la Fig. 5.1 se ha representado la relación entre la magnitud absoluta (determinada trigonométricamente), $M_V(\pi)$, y el logaritmo de la anchura Wilson-Bappu corregida, $W_0(K)$, expresada en km s^{-1} . Se han utilizado diferentes símbolos para representar las estrellas pertenecientes a los grupos i), ii), y iii). Cuando se disponía de varios espectros para la misma estrella se ha representado el valor medio de $W_0(K)$, y las barras error representan la desviación estándar. La línea continua representa la relación de Wilson-Bappu dada en 5.6. Esta figura muestra, a pesar de la dispersión de los puntos alrededor de la relación WB, que los valores de $W_0(K)$ aquí obtenidos son mayores que los predichos por la relación de WB, también se puede ver que no hay diferencias sistemáticas entre el comportamiento de las estrellas pertenecientes a los diferentes grupos. La dispersión observada se debe, principalmente, a las incertidumbres en las paralajes trigonométricas y en las medidas de $W_0(K)$, particularmente en las estrellas con una emisión muy débil en la línea K de Ca II, en las que es más difícil determinar la anchura de la línea. Otras posibles contribuciones a la dispersión observada en este diagrama serán analizadas en la siguiente sección.

La línea punteada muestra la línea de regresión obtenida con nuestros datos.

$$M_V = -16.01 \log W_0(K) + 30.79 \quad (r = 0.88) \quad (5.7)$$

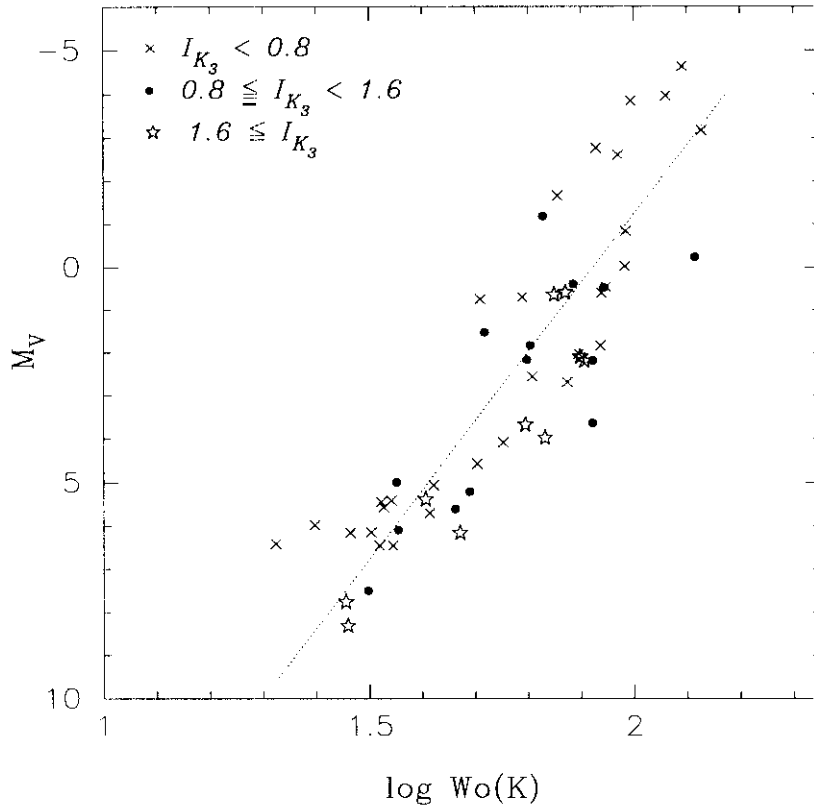


Figura 5.2: Diagrama ($\log W_0$, M_V) en función de la intensidad I_{K_3}

Esta relación tiene una pendiente muy similar a la de Lutz (1970) pero presenta una diferencia en la ordenada en el origen de 2.3 mag.

En las Tablas 5.1, 5.2 y 5.3 se da para cada estrella la magnitud absoluta $M_V(K)_{WB}$ obtenida con nuestras medidas de la anchura, utilizando la relación de WB dada en la Eq. 5.6 y la obtenida con nuestro ajuste (Eq. 5.7), $M_V(K)_{Our}$.

5.4 ¿Qué parámetros afectan a la relación de Wilson-Bappu?

5.4.1 El efecto de la intensidad

Glebocki y Stawikowski (1978) encontraron que las estrellas con mayores intensidades en la línea K de Ca II, I_K , presentaban de forma sistemática magnitudes mayores que las obtenidas con la relación de Wilson Bappu. Siendo I_K las estimaciones visuales de Wilson en la escala de 0-5, donde 0 significa que no hay emisión y 5 que la intensidad de la emisión es igual o mayor que el continuo. Estos autores propusieron, que para tener en cuenta este efecto de la intensidad, debía de introducirse en la relación de Wilson Bappu un factor adicional proporcional a la intensidad de la emisión, I_K , sugiriendo también que

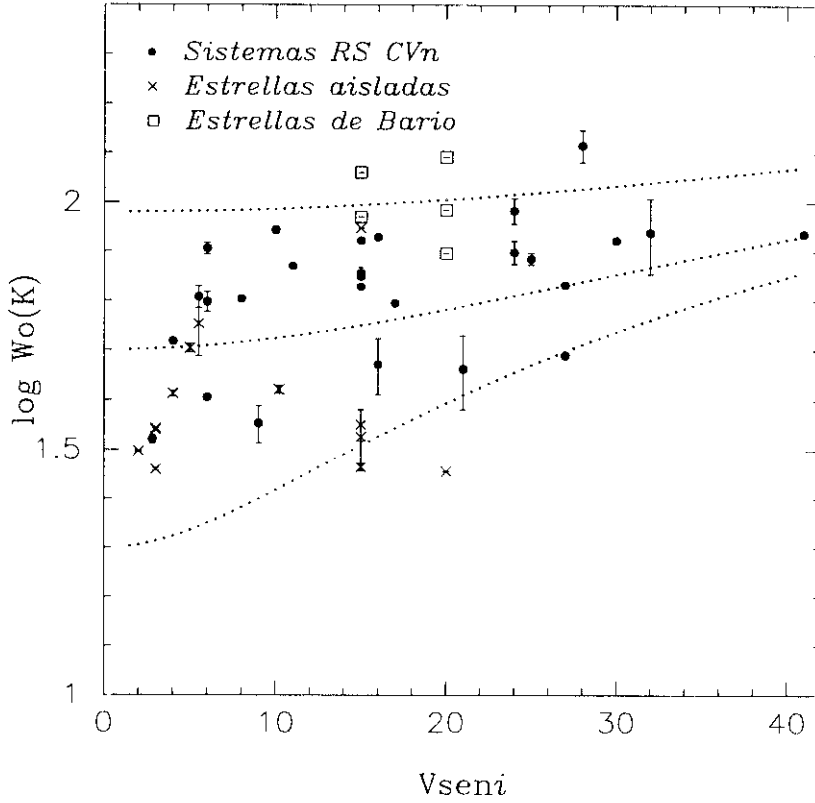


Figura 5.3: Relación entre la anchura, W_0 y la velocidad de rotación proyectada V_{seni} . Las líneas punteadas representan la variación de W_0 con V_{seni} , tal y como se explica en el texto

este efecto puede interpretarse como una relación intrínseca entre W_0 y I_K , dependiente de las condiciones físicas en la cromosfera o como una simple superposición geométrica de los perfiles de absorción y emisión.

Por otra parte, White y Livingston (1981) y Sivaraman et al. (1987) encontraron un pequeño, pero significativo, aumento de $W_0(K)$ con la actividad solar (0.04 \AA), y que los perfiles observados en las playas solares presentaban mayores $W_0(K)$ que los observados en el Sol en calma. Recientemente, García-López et al. (1992), han encontrado una relación entre la variación en el flujo y la variación de la anchura de la línea H en estrellas de los últimos tipos.

El efecto de intensidad puede ser bastante más importante en las estrellas de nuestra muestra que en otras estrellas menos activas estudiadas anteriormente por otros autores. Algunas de los sistemas binarios cromosféricamente activos aquí estudiados presentan una emisión en la línea K de Ca II muy intensa. El valor más alto de I_{K_3} medido en la muestra es 4.6, es decir, el pico de la emisión es 4.6 veces el nivel del continuo en 3950.5 \AA , y el valor más pequeño es 0.2, que es el valor correspondiente al espectro del Sol dominado por playas.

Con el fin de investigar la influencia del efecto de intensidad en la anchura WB en las estrellas de nuestra muestra se ha representado en el diagrama WB (Fig. 5.2), con diferentes

símbolos, las estrellas incluidas en tres intervalos diferentes de intensidad, I_{K_3} .

Las estrellas con intensidades más grandes ($I_{K_3} \geq 1.6$) muestran valores mayores de $W_0(K)$, y están todas situadas a la derecha de la relación de WB, ajustándose a la siguiente regresión lineal:

$$M_V = -14.80 \log W_0(K) + 29.87 \quad (r = 0.94) \quad (5.8)$$

Las estrellas con intensidades incluidas en el intervalo ($0.8 \leq I_{K_3} < 1.6$) presentan, en general, valores mayores de W_0 que los esperados por la relación de WB, pero la dispersión en este caso es mayor. Finalmente, las estrellas con valores más pequeños de la intensidad de la emisión ($I_{K_3} < 0.8$) se sitúan a ambos lados de la relación de WB, aunque con una tendencia a tener valores de $W_0(K)$ más pequeños.

Al estudiar el comportamiento de $\Delta M_V(W_0)$ (la diferencia entre $M_V(\pi)$ y $M_V(K)_{\text{Our}}$) en función de I_{K_3} se encuentra que $\Delta M_V(W_0)$ es mayor y con valores positivos para valores mayores de I_{K_3} pero hay una gran dispersión y no es posible encontrar una tendencia clara. Por otra parte, los sistemas binarios cromosféricamente activos presentan variaciones en el nivel de actividad, que pueden estar relacionadas con: variaciones de las condiciones físicas de la cromosfera, rotación de las regiones activas, o la presencia de fulguraciones. Estas variaciones afectan el perfil de la líneas H y K de Ca II y como consecuencia del efecto de intensidad afectan también a la anchura WB.

5.4.2 Influencia del ensanchamiento rotacional

Bielicz et al. (1985) estudiaron la influencia del ensanchamiento rotacional en la anchura de la emisión K de Ca II encontrando que la FWHM de la línea variaba linealmente con $V_{\text{sen}i}$ para velocidades de rotación pequeñas (hasta 15 km s^{-1}) y para velocidades más grandes el aumento de W_0 se hacía no lineal.

Este efecto puede ser importante en los sistemas con altas velocidades de rotación, aquí estudiados, y puede ser una de las causas de la dispersión observada en el diagrama ($\log W_0(K)$, M_V).

En las Tablas 5.1, 5.2 y 5.3 se dan los valores y límites superiores de la velocidad de rotación proyectada $V_{\text{sen}i}$ adoptados para las estrellas de la muestra. Estos valores han sido obtenidos de CABS (grupo i)), del "Bright Star Catalogue" (grupos ii) y iii)) y en algunos casos del "Revised Catalogue of Rotational velocities of the Stars" (Uesugi & Fukuda 1982).

La Figura 5.3 muestra la relación entre la anchura WB, $W_0(K)$, y $V_{\text{sen}i}$. En esta figura puede verse una ligera tendencia de aumento de $W_0(K)$ con $V_{\text{sen}i}$. La dispersión en esta relación se debe en parte a la dependencia de W_0 con M_V , de forma que las estrellas más luminosas tienen los valores más grandes de $W_0(K)$ para un mismo valor de $V_{\text{sen}i}$.

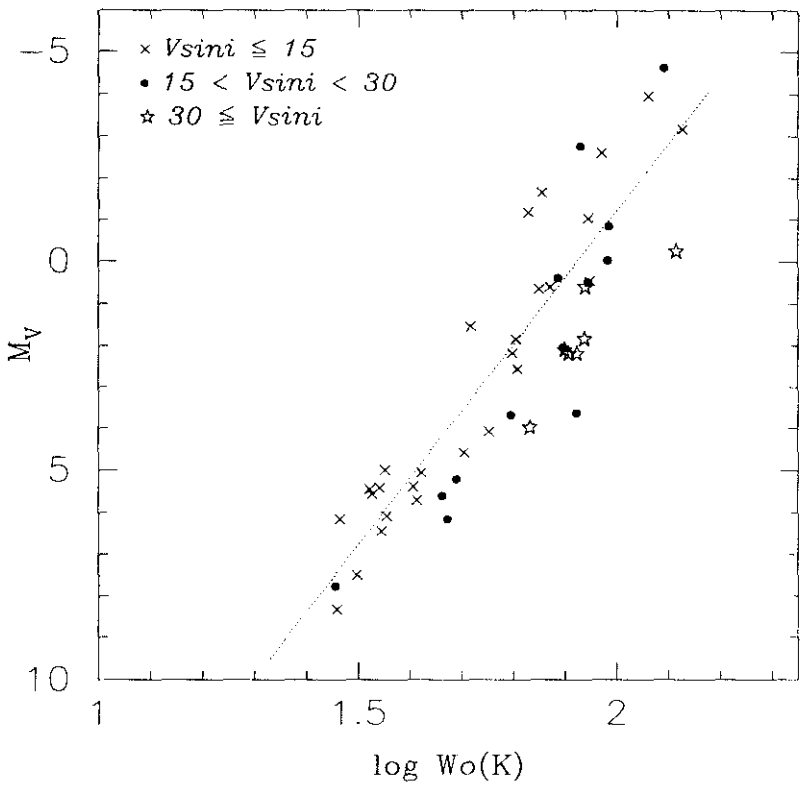


Figura 5.4: Diagrama ($\log W_0$, M_V) en función de $V \sin i$.

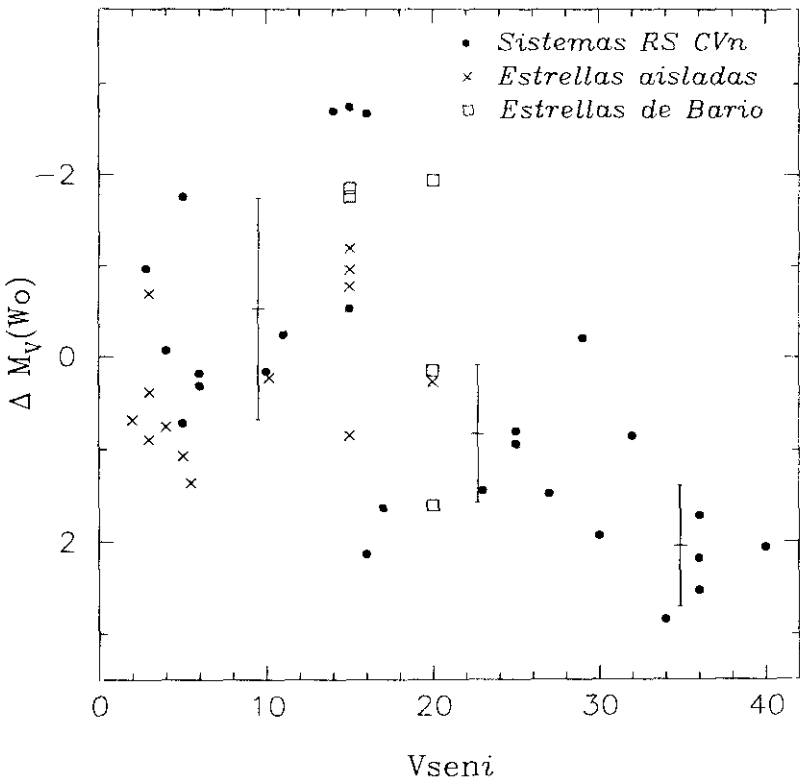


Figura 5.5: $\Delta M_V(W_0)$ (la diferencia entre $M_V(\pi)$ y $M_V(K)_{\text{Our}}$) frente a $V \sin i$

Las líneas punteadas en la Fig. 5.3 representan la variación de la anchura observada, W_0 con V_{seni} según la expresión:

$$W_0^2 = W_*^2 + (V_{\text{seni}})^2 \quad (5.9)$$

para tres valores de la anchura no ensanchada, W_* . Esta expresión es sólo válida si se supone que el perfil observado es la convolución de un perfil Gaussiano no ensanchado y una función de ensanchamiento rotacional Gaussiana con $\text{FWHM} = V_{\text{seni}}$.

Esta relación entre W_0 y V_{seni} puede afectar la relación de WB ya que estrellas con la misma M_V pueden tener diferentes valores de V_{seni} y por lo tanto diferentes valores de $W_0(K)$. Este efecto puede ser otra de las causas de la dispersión observada en el diagrama ($\log W_0$, M_V) como puede verse en la Fig. 5.4 donde se han representado con diferentes símbolos estrellas con diferentes valores de V_{seni} . Como puede verse las estrellas con valores más pequeños de V_{seni} ($V_{\text{seni}} \leq 15 \text{ km s}^{-1}$) están situadas hacia la izquierda, mientras que las estrellas con los valores más altos de V_{seni} ($V_{\text{seni}} \geq 30 \text{ km s}^{-1}$) están situadas hacia la derecha ($\log W_0(K)$, M_V).

Cuando se representa $\Delta M_V(W_0)$ frente a V_{seni} (Fig. 5.5) puede verse que las diferencias son mayores y con valores positivos para valores mayores de V_{seni} , aunque hay una considerable dispersión, particularmente para pequeños valores de V_{seni} . En esta figura las barras verticales representan la desviación estándar del valor medio de $\Delta M_V(W_0)$ para los tres intervalos de V_{seni} considerados.

Todo esto nos indica que en estrellas muy activas la influencia el ensanchamiento rotacional en la relación de WB parece ser más importante que el efecto de la intensidad.

5.5 Relación anchura-luminosidad para W_1

La anchura W_1 tiene un importante significado físico, ya que es una medida de la localización del mínimo de temperatura en unidades de profundidad óptica. Ayres et al. (1975) presentaron evidencias de la existencia de una relación anchura-luminosidad utilizando la anchura $W_1(K)$.

$$M_V \approx (-12 \pm 2) \log W_1(K) + \text{const} \quad (5.10)$$

y convirtieron esta relación empírica en una relación más útil entre W_1 , la gravedad superficial, g , y la temperatura efectiva, T_{eff} .

$$W_1 = g^{-0.27 \pm 0.04} T_{\text{eff}}^{1.4 \pm 0.2} \quad (5.11)$$

Posteriormente, Engvold y Rygh (1978) encontraron los valores de $W_1(K)$ de una muestra de gigantes y supergigantes se ajustaba a la siguiente relación anchura-luminosidad:

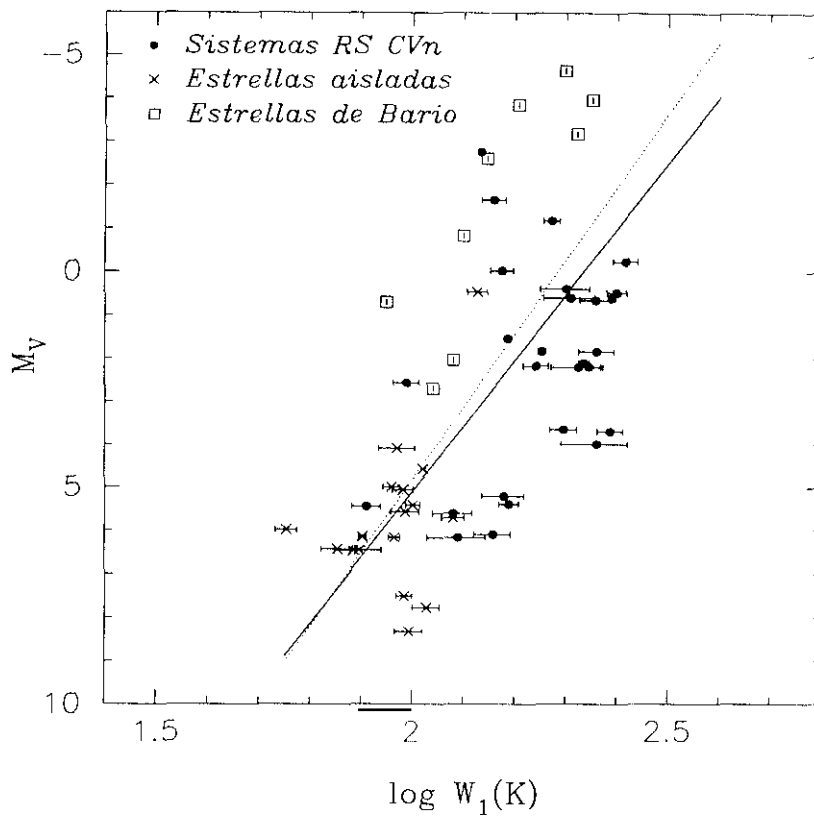


Figura 5.6: Diagrama ($\log W_1$, M_V). La línea continua representa la relación obtenida por Engvold y Rygh (1978) y la línea punteada corresponde al ajuste lineal con nuestros datos. Se han utilizado diferentes símbolos para representar las estrellas pertenecientes a los grupos i), ii), y iii)

$$M_V \approx (-15.2) \log W_1(K) + \text{const} \quad (r = 0.89) \quad (5.12)$$

En la Fig. 5.6 se representa la relación entre $\log W_1(K)$ y la magnitud absoluta, $M_V(\pi)$ para las estrellas de nuestra muestra. $W_1(K)$ se expresa en km s^{-1} y ha sido corregida de la anchura instrumental de la misma forma que en el caso de $W_0(K)$.

En esta figura puede verse que existe una relación anchura-luminosidad pero la dispersión observada es mayor que en el caso de W_0 . La línea continua representa la relación obtenida por Engvold y Rygh (1978) y la línea punteada muestra el mejor ajuste lineal a nuestros datos.

$$M_V = (-16.91) \log W_1(K) + 38.63 \quad (r = 0.60) \quad (5.13)$$

Se analiza a continuación si la dispersión observada puede ser explicada, como en el caso de W_0 , por un efecto de ensanchamiento rotacional. En la Fig. 5.7 (el mismo diagrama que la Fig. 5.6) se han representado con diferentes símbolos las estrellas con diferentes valores de $V \sin i$. No se observa una clara separación entre las estrellas pertenecientes a los tres

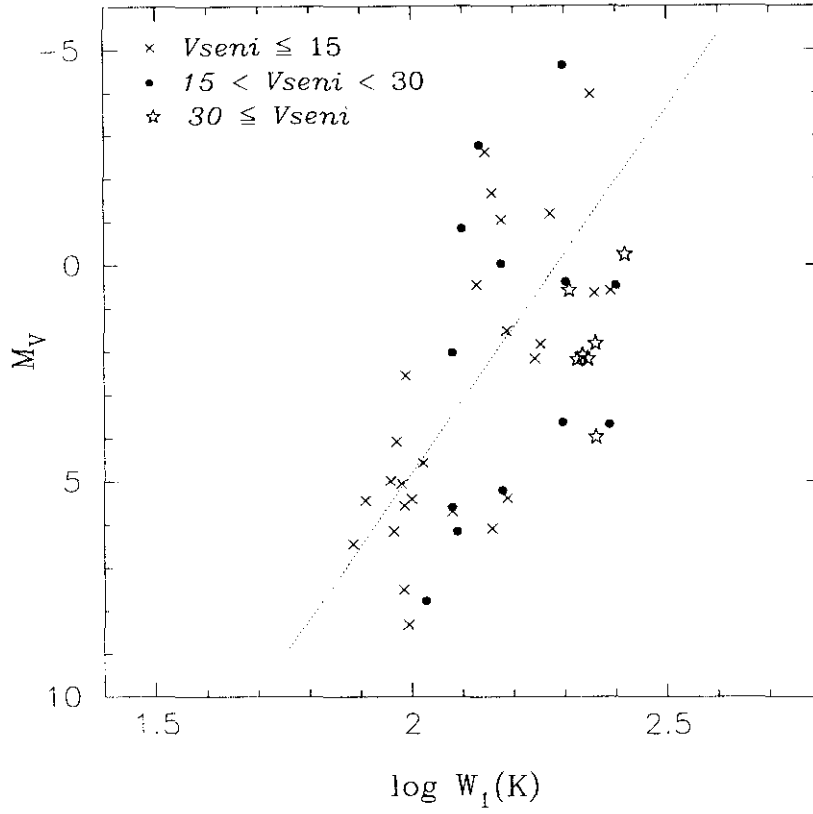


Figura 5.7: Diagrama ($\log W_1$, M_V) en función de $Vseni$.

intervalos de $Vseni$ considerados, lo cual está de acuerdo con los resultados de Bielicz et al. (1985), según los cuales la anchura W_1 está menos afectada por la rotación que W_0 .

Sin embargo, si se representa $\Delta M_V(W_1)$ (la diferencia entre $M_V(\pi)$ y la magnitud absoluta obtenida por la relación anterior, Eq. 5.13) frente a I_{K_3} se observa una tendencia de aumento de $\Delta M_V(W_1)$ con I_{K_3} , con una dispersión mayor para las estrellas con valores más pequeños de I_{K_3} (Fig. 5.8). En esta figura las barras verticales representan la desviación estándar del valor medio de $\Delta M_V(W_1)$ para los tres intervalos de I_{K_3} considerados.

Por lo tanto, parece que el efecto de la intensidad es la causa principal de la dispersión observada en el diagrama ($\log W_1$, M_V). Esto puede verse claramente en la Fig. 5.9 (el mismo diagrama que Fig. 5.6) donde se han utilizado diferentes símbolos para representar estrellas con diferentes valores de I_{K_3} . Las estrellas con intensidades más grandes ($I_{K_3} \geq 1.6$) muestran los valores más grandes de $W_1(K)$, la línea discontinua representa la regresión lineal para las estrellas incluidas en este grupo:

$$M_V = (-16.80) \log W_1(K) + 41.88 \quad (r = 0.92) \quad (5.14)$$

Las estrellas con intensidades intermedias y bajas muestran, respectivamente, los siguientes ajustes (líneas - . - . - . en la Fig. 5.9)

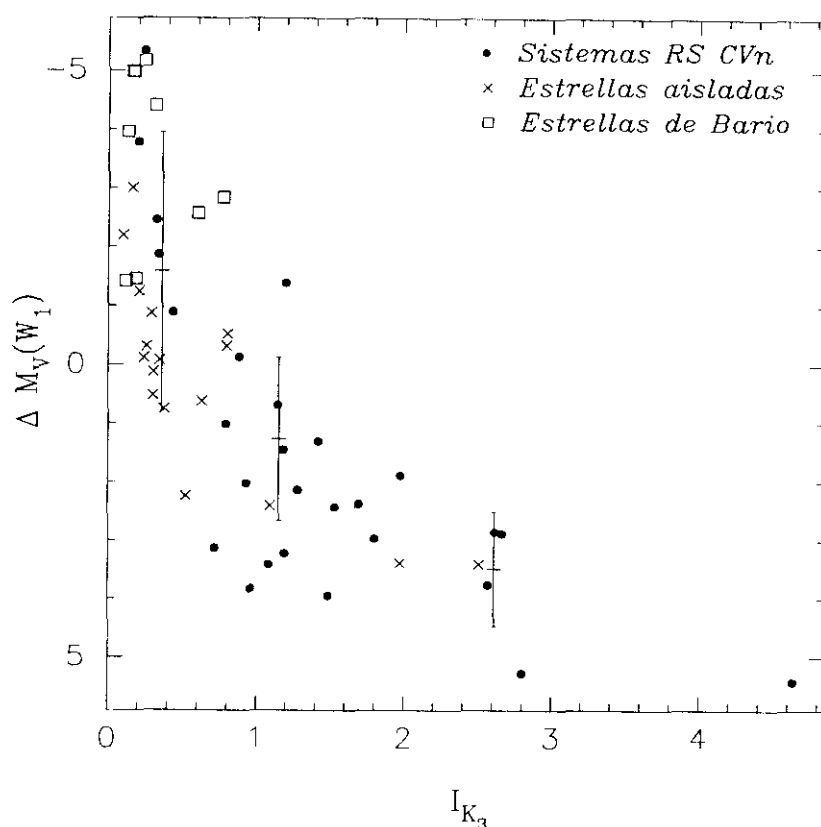


Figura 5.8: $\Delta M_V(W_1)$ (diferencia entre $M_V(\pi)$ y la magnitud obtenida a partir de W_1 utilizando la relación anchura luminosidad ajustada con nuestros datos) frente a I_{K_3} .

$$M_V = (-18.13) \log W_1(K) + 42.61 \quad (r = 0.83) \quad (5.15)$$

$$M_V = (-20.90) \log W_1(K) + 45.33 \quad (r = 0.75) \quad (5.16)$$

Por lo tanto, podemos concluir que la relación anchura-luminosidad para W_1 está fuertemente influenciada por el efecto de la intensidad, pero está menos afectada por ensanchamiento rotacional que la relación anchura luminosidad para W_0 .

5.6 Relaciones entre anchuras e intensidades

Ayres (1979) estudió la formación de las diferentes partes del perfil de la línea K encontrando que los mínimos K_1 se forman en las alas de la línea y que los picos de emisión, K_2 , se forman justo fuera del núcleo Doppler. Este autor encontró también que la separación de los máximos K_2 , W_2 , disminuye cuando aumenta la emisión cromosférica (I_{K_3}) mientras que la separación de los mínimos K_1 , W_1 varía en el sentido contrario. Este comportamiento está de acuerdo con los resultados para el Sol encontrados por White y Livingston (1981) y

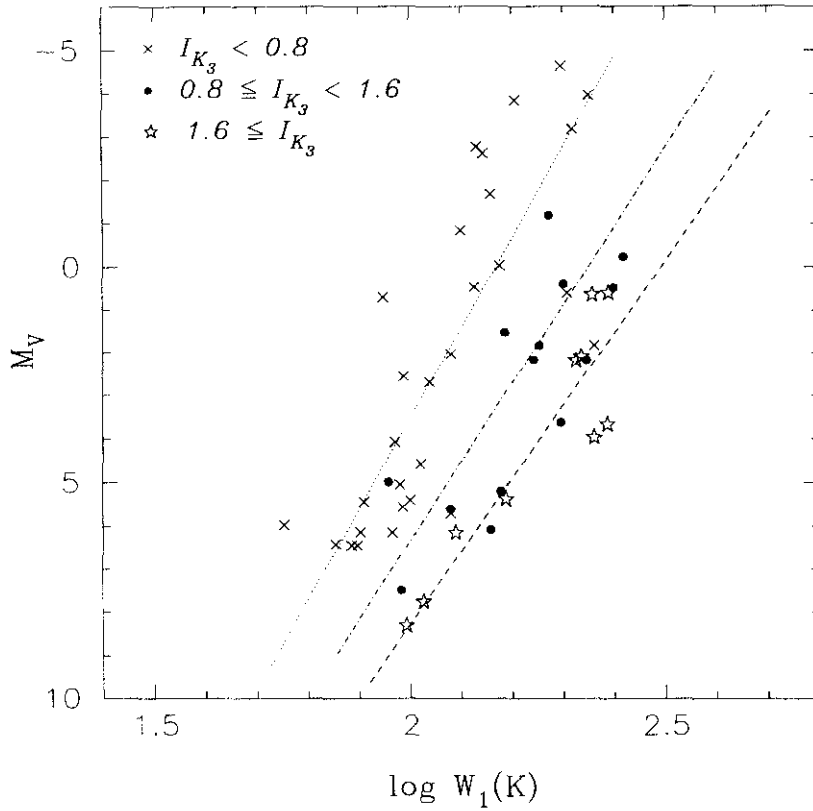


Figura 5.9: Diagrama ($\log W_1$, M_V) en función de I_{K_3} . Se han utilizado diferentes símbolos para representar las estrellas con diferentes valores de I_{K_3} . Las tres rectas corresponden a los ajustes lineales en cada intervalo de intensidad considerado.

Sivaraman et al. (1987), así como con los resultados obtenidos por Glebocki y Stawikowski (1980) para 70 estrellas de tipos F, G, K y M, y con los resultados para una muestra de estrellas de tipo solar (G0-G5) encontrados por Pasquini (1992).

5.6.1 Relación entre $W_1(K)$ y I_{K_3}

Se estudia a continuación el comportamiento de la anchura $W_1(K)$ con la intensidad de la línea I_{K_3} . En la Fig. 5.11 se han representado estos dos parámetros de la línea para las estrellas de nuestra muestra junto con los valores de la muestra de Pasquini (1992). La dispersión observada en esta figura es debida en parte, al error cometido a la hora de determinar la posición de los mínimos K_1 , el cual es mayor en las estrellas poco activas, y en parte a los efectos producidos por la propia relación WB.

Para las estrellas menos activas ($I_{K_3} < 0.2$) puede verse que $W_1(K)$ aumenta de forma muy rápida cuando aumenta la actividad. Para estrellas más activas ($I_{K_3} \geq 0.2$) el aumento de $W_1(K)$ con I_{K_3} tiende a hacerse más plano.

Un resultado similar fue obtenido por Pasquini (1992) al analizar estrellas no binarias con actividad moderada ($I_{K_3} \leq 0.5$). Como puede verse en la Fig. 5.11 si se consideran

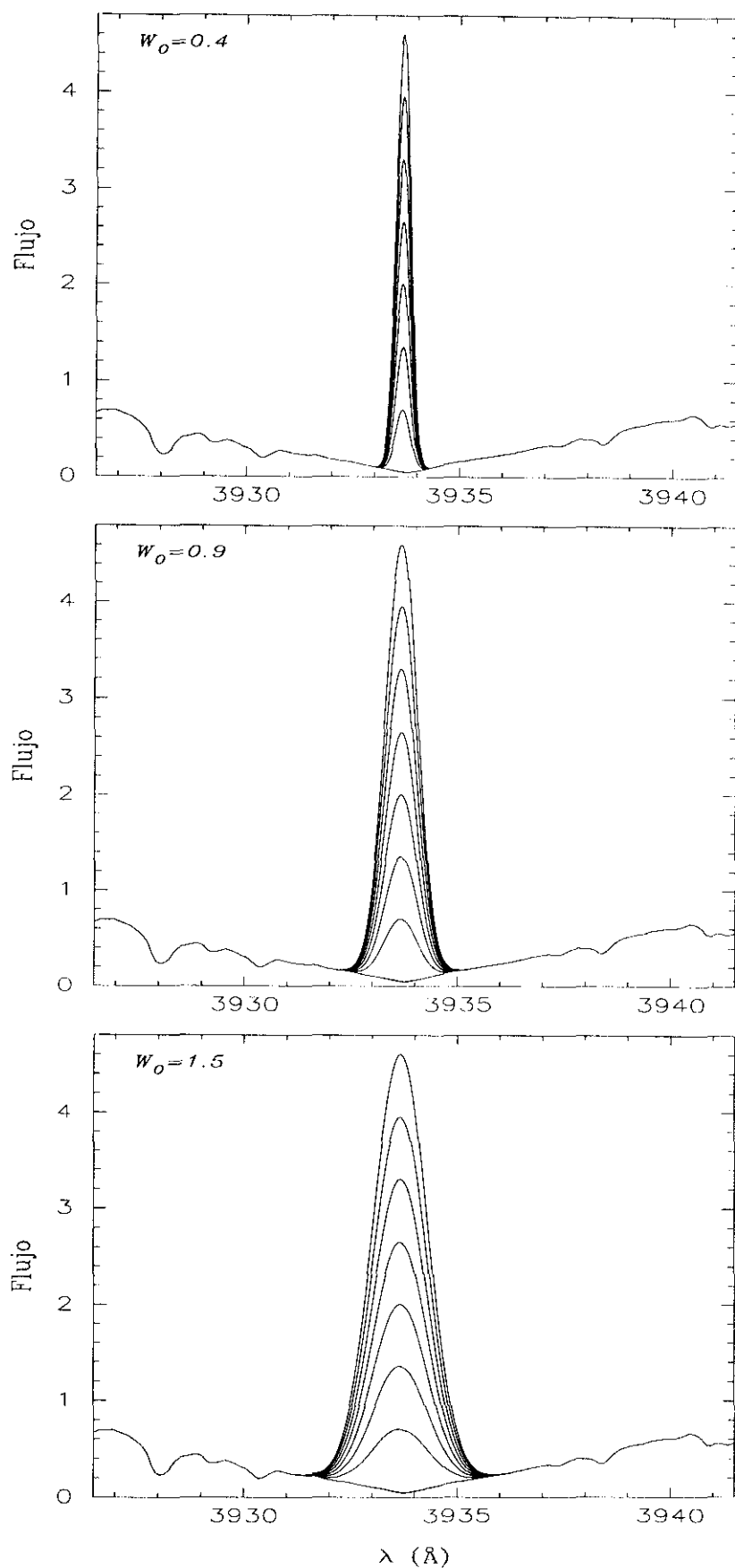


Figura 5.10: Perfiles de emisión Gaussianos artificiales (con $W_0=0.4$, 0.9 , y 1.5) superpuestos al perfil de absorción observado de la línea K de Ca II. La intensidad I_{K_3} var'ia entre el valor máximo y mínimo observado en nuestra muestra de estrellas.

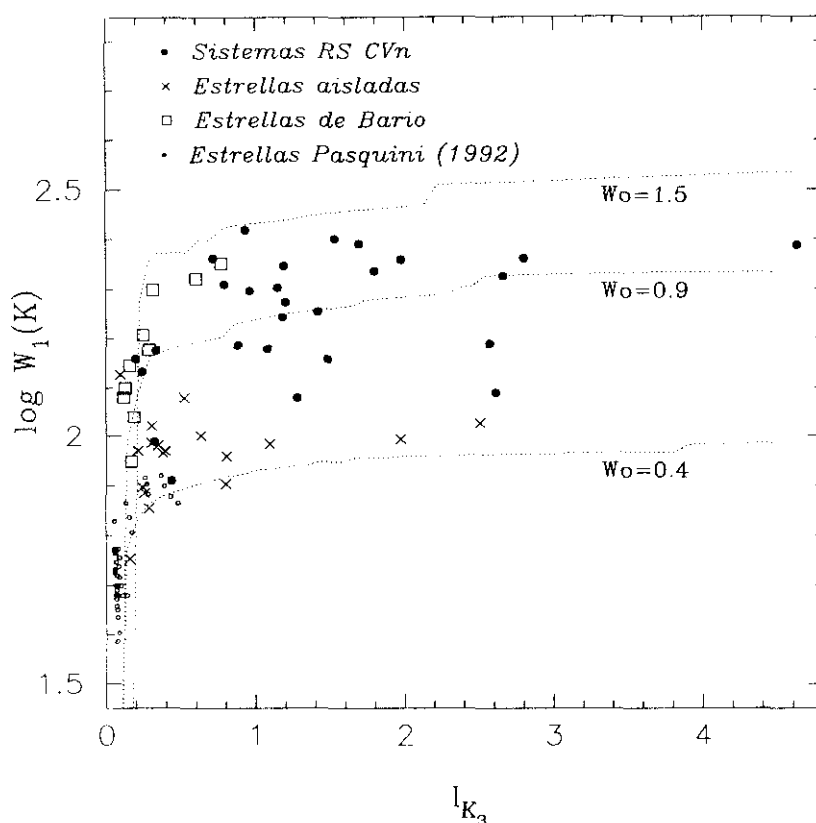


Figura 5.11: $\log W_1$ frente a la intensidad I_{K_3} . Las líneas punteadas representan la variación de W_1 con I_{K_3} para tres valores de W_0 (0.4, 0.9, 1.6) obtenida con perfiles Gaussianos de emisión artificiales.

estrellas mucho más activas, el aplanamiento de la relación para valores grandes de I_{K_3} sigue existiendo pero se obtiene una mayor dispersión. De hecho, la relación entre $W_1(K)$ y I_{K_3} está afectada por la anchura W_B , es decir existe una relación diferente para cada valor de $W_0(K)$. Se ha estudiado este efecto construyendo perfiles de emisión Gaussianos artificiales (con diferentes $\text{FWHM} = W_0$) superpuestos al perfil de absorción observado de la línea K de Ca II (ver Fig. 5.10). En estos perfiles artificiales así contruidos para un determinado valor de $\text{FWHM} = W_0$ se ha determinado la anchura W_1 , haciendo variar la intensidad I_{K_3} entre los valores máximo y mínimo observados en nuestra muestra de estrellas. La variación de W_1 con I_{K_3} para tres valores de W_0 (0.4, 0.9, 1.5), obtenida de esta forma, se ha representado en la Fig. 5.11 con línea punteada. Como puede verse en esta figura el comportamiento observado se corresponde con la forma de las líneas obtenidas a partir de los perfiles artificiales y la dispersión observada puede ser atribuida a los diferentes valores de W_0 .

Se ha encontrado también que I_{K_1} y $W_1(K)$ están relacionados y que el comportamiento de la relación entre I_{K_1} y I_{K_3} es similar al que se acaba de describir entre $W_1(K)$ y I_{K_3} , es decir presenta también un aplanamiento para las estrellas más activas y existe una relación

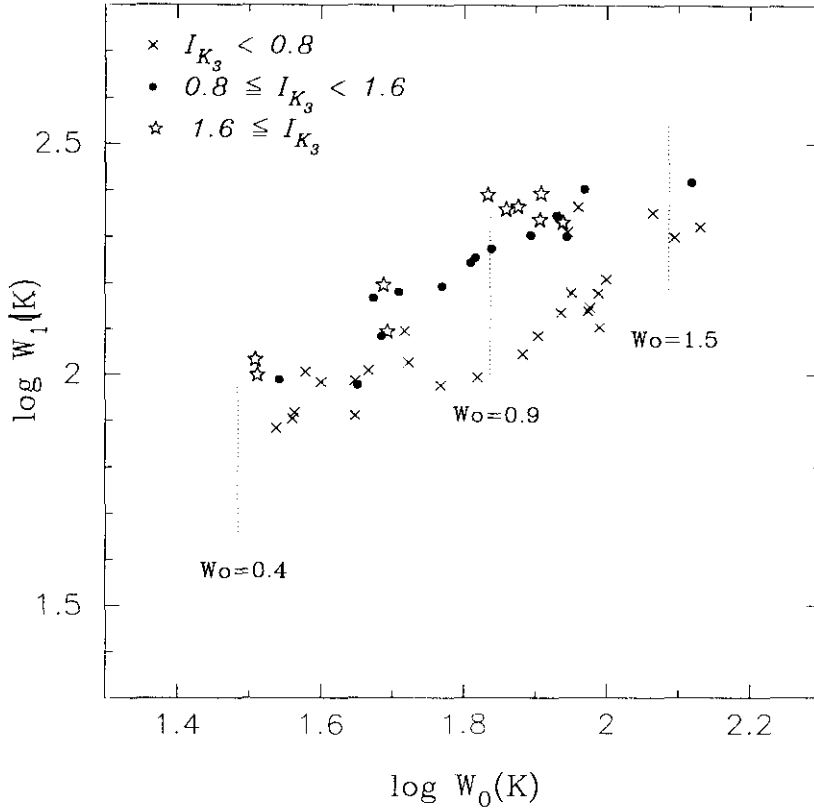


Figura 5.12: $\log W_1$ frente $\log W_0$. Las líneas punteadas representan la variación de W_1 con I_{K_3} para tres valores de W_0 (0.4, 0.9, 1.5) obtenida con perfiles Gaussianos de emisión artificiales.

diferente para cada valor de $W_0(K)$.

De todo ello se puede concluir que para estrellas poco activas el aumento de I_{K_3} tiende a ensanchar la base de la línea (valores más altos de $W_1(K)$) y a elevar la posición de los mínimos K_1 (valores mayores de I_{K_1}), mientras que para estrellas más activas un aumento de la actividad produce fuertes cambios en I_{K_3} , pero no en $W_1(K)$ y I_{K_1} , siendo este comportamiento dependiente de la anchura WB, $W_0(K)$.

5.6.2 Relación entre $W_1(K)$ y $W_0(K)$

Engvold y Rygh (1978) encontraron que las anchuras $W_1(K)$ y $W_2(K)$ estaban relacionadas con la anchura WB, $W_0(K)$ de la siguiente forma:

$$\log W_1(K) = 0.78 \log W_0(K) + 0.34 \quad (r = 0.91) \quad (5.17)$$

$$\log W_2(K) = 1.06 \log W_0(K) - 0.56 \quad (r = 0.96) \quad (5.18)$$

Cram, Krikorian, y Jefferies (1979) encontraron una relación similar entre estas dos anchuras (W_1 y W_2) y la anchura WB, W_0 :

$$\log W_1 = 0.77 \log W_0 + 0.23 \quad (r = 0.91) \quad (5.19)$$

$$\log W_2 = 0.94 \log W_0 - 0.14 \quad (r = 0.92) \quad (5.20)$$

y sugirieron que eran necesarias más observaciones para mejorar el resultado estadístico de estos resultados y para establecer si hay desviaciones sistemáticas relacionadas con la intensidad de la línea.

Severino (1982) y Marmolino y Severino (1983) realizaron modelos de la línea K de Ca II para una atmósfera unidimensional en términos de un conjunto limitado de parámetros, encontrando que las relaciones entre W_0 , W_1 y W_2 están inducidas por la anchura Doppler ($\Delta\lambda_D$) y presentan la misma tendencia y coeficientes no muy diferentes a los encontrados empíricamente por Engvold y Rygh (1978) y Cram et al. (1979).

$$\log W_1 = 0.81 \log W_0 + 0.11 \quad (r = 0.91) \quad (5.21)$$

$$\log W_2 = 1.07 \log W_0 - 0.04 \quad (r = 0.92) \quad (5.22)$$

Nuestras medidas ponen de manifiesto la relación entre $W_1(K)$ y $W_0(K)$, pero esta relación depende fuertemente de la intensidad de la línea. Las estrellas con los valores más grandes de I_{K_3} presentan las anchuras, W_1 más grandes para un mismo valor de la anchura W_0 , vease la Fig. 5.12. Esta influencia de la intensidad, I_{K_3} , en la relación W_1 y W_0 está de acuerdo con la influencia de W_0 , antes mencionada, en la relación entre W_1 y I_{K_3} .

En la Fig. 5.12 las líneas verticales punteadas representan la relación entre W_1 y I_{K_3} para tres valores diferentes de W_0 , obtenida a partir de los perfiles Gaussianos artificiales, antes mencionados, haciendo variar I_{K_3} entre 0.1 y 4.6. El comportamiento observado nos indica que no existe una relación simple entre $W_1(K)$ y $W_0(K)$ y que es necesario introducir una corrección para tener en cuenta el efecto de la intensidad.

5.6.3 El cociente K/H

Se han medido también las anchuras W_0 y W_1 en la línea H excepto en los espectros en los que la línea H era muy débil o estaba mezclada con la línea de emisión H ϵ . Se ha encontrado que las anchuras de la línea K tienden a ser más grandes que las anchuras de la línea H, siendo el cociente de anchuras más elevado en el caso de la anchura W_1 . Los valores medios de estos cocientes de anchuras son los siguientes:

$$W_0(K)/W_0(H) = 1.06 \pm 0.09$$

$$W_1(K)/W_1(H) = 1.12 \pm 0.09$$

Wilson y Bappu (1957) señalaron que la anchura W_0 era muy similar en la líneas H y K y sólo en algunos casos encontraban la línea K más ancha que la H. Engvold y Rygh (1978)

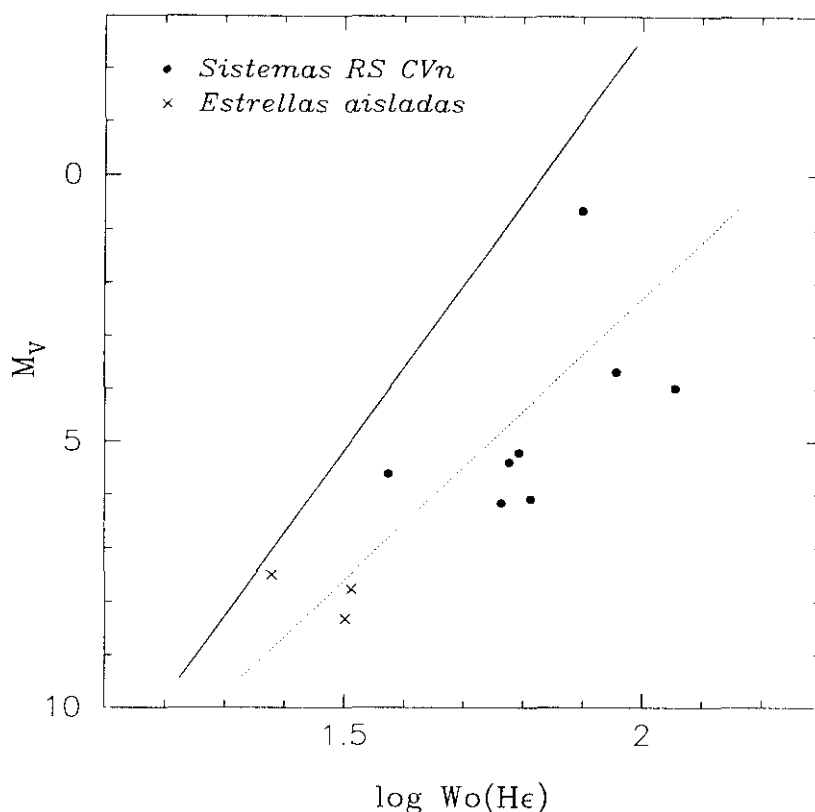


Figura 5.13: Diagrama ($\log W_0(\text{H}\epsilon)$, M_V).

obtuvieron para la anchura W_1 un cociente de anchuras ($W_1(\text{K})/W_1(\text{H}) = 1.17 \pm 0.06$) ligeramente mayor que el encontrado en este trabajo.

Este resultado obtenido para las anchuras está de acuerdo con el comportamiento de los flujos en H y K estudiado en el Capítulo 4, donde se obtuvo que el cociente medio entre los flujos era: $F(\text{K})/F(\text{H}) = 1.08$

Se ha encontrado también que las intensidades I_{K_3} , y I_{H_3} son muy similares siendo el valor medio de cociente: $I_{K_3}/I_{H_3} = 0.998 \pm 0.077$.

Sin embargo, $I_{K_{1V}}$ es, en general, menor que $I_{H_{1V}}$ con el siguiente valor medio del cociente: $I_{K_{1V}}/I_{H_{1V}} = 0.816 \pm 0.072$

5.7 Relación anchura luminosidad para la línea $\text{H}\epsilon$

Otras líneas de emisión también cumplen relaciones anchura luminosidad similares a la relación de WB, por ejemplo Stencel (1977) encontró que ciertas líneas de emisión presentes en las alas de las líneas H y K de Ca II cumplían relaciones anchura luminosidad con pendientes similares a la relación de WB.

Veamos si en las estrellas de nuestra muestra la línea $\text{H}\epsilon$ cumple también una relación de

este tipo. Con este fin, se ha determinado la anchura de la línea de emisión $H\epsilon$, $W(H\epsilon)$, para todas las estrellas de la muestra en la que ha sido posible detectar la presencia de esta emisión. Los valores obtenidos se dan en la Tabla 5.4. En algunos casos ha sido necesario realizar ajustes Gaussianos para poder separar la línea $H\epsilon$ de la línea H de $Ca II$.

En la Fig. 5.13 se ha representado la anchura de la línea $H\epsilon$ corregida frente a la magnitud absoluta. Aunque, el número de datos obtenidos es pequeño, esta figura parece indicar que la línea $H\epsilon$ cumple también una relación similar a la relación de WB. La regresión lineal obtenida para estos puntos es la siguiente:

$$M_V = (-10.6) \log W_0(H\epsilon) + 23.5 \quad (r = 0.80) \quad (5.23)$$

La pendiente obtenida es más pequeña que en la relación WB para la línea K de $Ca II$ y en general los valores de $W_0(H\epsilon)$ son mayores que los valores de $W_0(H)$, excepto en algunas estrellas en las que la emisión $H\epsilon$ es muy pequeña y los errores en la medida son más grandes.

5.8 Resumen

Los resultados más importantes obtenidos en este capítulo pueden resumirse de la forma siguiente:

- Se han determinado las anchuras, $W_0(K)$ (anchura a mitad de altura de la emisión) y $W_1(K)$ (anchura en la base de la emisión) así como las intensidades I_{K1} y I_{K3} en 28 sistemas binarios cromosféricamente activos, en los cuales la componente activa es la que tiene la contribución principal al espectro observado, y en 30 estrellas aisladas activas.
- La dispersión presente en el diagrama anchura-luminosidad ($\log W_0$, M_V) para los sistemas binarios cromosféricamente activos no es mayor que la encontrada para las estrellas aisladas activas.
- Para los sistemas muy activos las anchuras de las emisiones ($W_0(K)$ y $W_1(K)$) son mayores que las esperadas por las relaciones anchura luminosidad hasta ahora aceptadas.
- Después de analizar la influencia del nivel de actividad (I_{K3}) y el ensanchamiento rotacional ($V \sin i$) en la relación anchura-luminosidad ($\log W_0(K)$, M_V) se ha encontrado que las estrellas con intensidades, I_{K3} , más elevadas y con mayores valores de $V \sin i$ presentan valores de $W_0(K)$ más altos que los esperados por la relación de WB, siendo más importante el efecto del ensanchamiento rotacional. Por el contrario, en la anchura $W_1(K)$ es más importante el efecto de la intensidad. Por lo tanto, ambos efectos deben

de tenerse en cuenta a la hora de obtener magnitudes absolutas utilizando relaciones anchura luminosidad en estrellas muy activas y con rotaciones muy rápidas.

- El aumento de $W_1(K)$ y I_{K_1} con I_{K_3} presenta un aplanamiento para las estrellas más activas (valores de I_{K_3} más elevados) siendo éste diferente para cada valor de $W_0(K)$. Este resultado confirma para estrellas muy activas el comportamiento observado por otros autores en el Sol y en estrellas de tipo solar.
- El comportamiento de las líneas H y K es muy similar, pero se ha encontrado que la anchura W_0 de la línea K tiende a ser ligeramente mayor que la de la línea H, siendo la diferencia mayor para la anchura W_1 .

Capítulo 6

Análisis de los sistemas observados

A continuación se hace un estudio de cada uno de los sistemas binarios cromosféricamente activos aquí considerados, es decir, para los que se dispone de observaciones en las líneas H y K de Ca II, H α o H β . Se hace una descripción de las características principales de cada sistema, prestando especial atención a lo que se conoce en la literatura sobre el comportamiento de los indicadores de actividad en el óptico, y a continuación se describen detalladamente los resultados obtenidos de nuestras observaciones para cada uno de los indicadores de actividad analizados. En las figuras que aparecen a lo largo de este capítulo se ha representado, con diferentes tipos de línea, el espectro observado, el espectro sintético y el el espectro diferencia, convenientemente desplazado hacia arriba, junto con el correspondiente ajuste Gaussiano. En cada figura se indica también la posición de las emisiones correspondientes a la componente caliente (H) y la componente fría (C) y en el caso de las líneas H y K de Ca II se indica con un subíndice 1 las emisiones de la componente caliente y con un subíndice 2 las correspondientes a la fría.

La muestra de estrellas se ha separado en tres grupos de acuerdo con la clase de luminosidad de la componente activa como ya se describió en el Capítulo 2.

6.1 Grupo 1.

(Componente activa de clase de luminosidad V)

6.1.1 13 Cet (A) (HD 3196, HR 142)

Se trata de un sistema triple (F7V/)G4V formado por una binaria visual de corto período en el cual la componente primaria (ADS 490 A) es a su vez una binaria espectroscópica SB1. Siendo esta última la que presenta las características de un sistema RS CVn.

Young y Koniges (1977) observaron que este sistema presenta una débil emisión en H y K de Ca II ($I_K=3$), posteriormente Pasquini et al. (1988) obtuvieron una moderada emisión que asignan a la componente F7V. La línea H α presenta una intensa absorción (Xuefu y

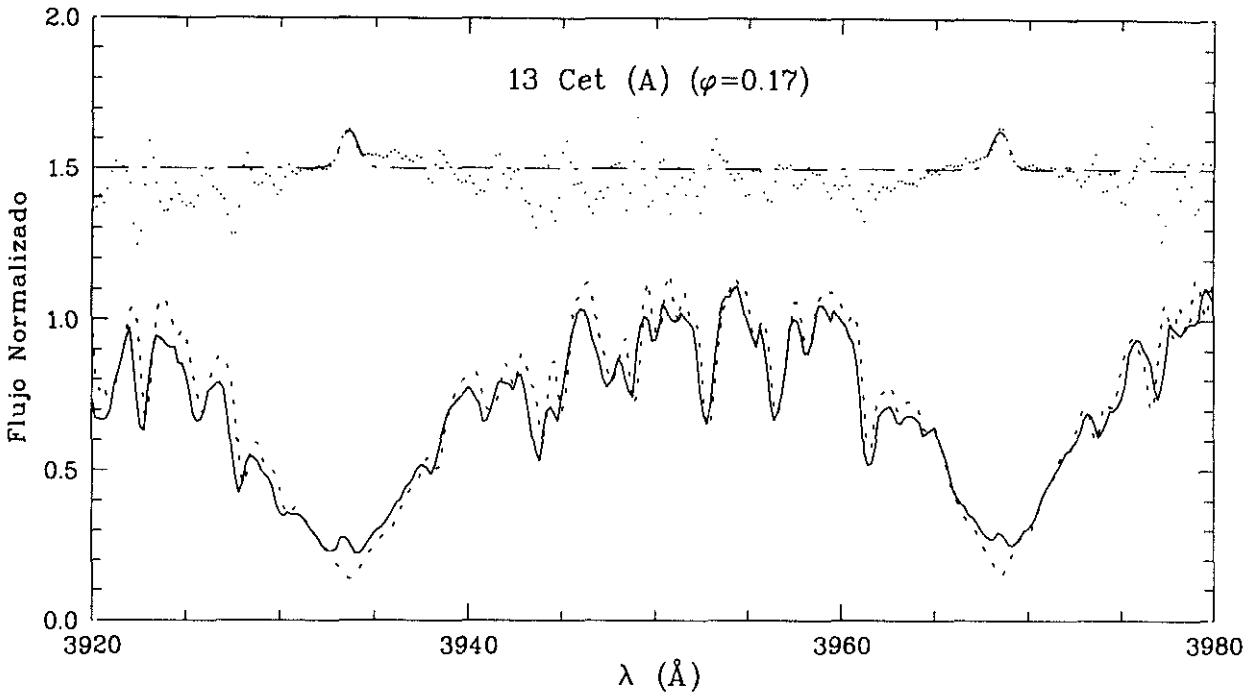


Figura 6.1: H y K de Ca II (13 Cet (A))

Huisong 1986)

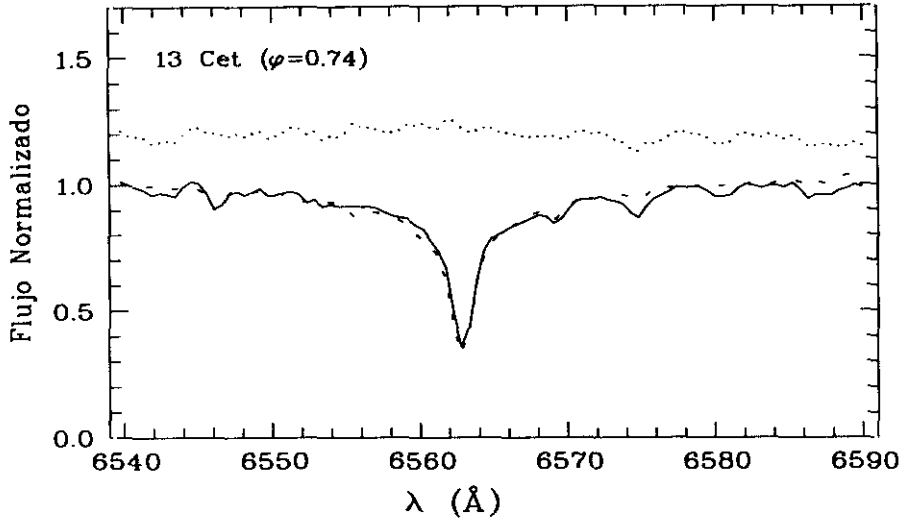
H y K de Ca II

Se dispone de varias observaciones de este sistema, en la región de las líneas H y K de Ca II, realizadas en Nov-86. En todas ellas se observa una emisión muy débil que aparece siempre centrada en la correspondiente absorción, lo que indica que la emisión procede de la componente F7V que es la que más contribuye al espectro observado. La substracción del espectro sintético, construido con una estrella de referencia F7V, confirma la existencia de esta débil emisión.

H α

Se dispone de una sola observación realizada en Noviembre de 1986, en la cual puede verse que la línea H α se presenta como una profunda absorción simétrica y con unas alas bastante pronunciadas. Este perfil se debe a que la componente que contribuye principalmente al espectro observado es una estrella de tipo F7V mientras que la contribución de la estrella secundaria es prácticamente despreciable. Esto hace que en el espectro se observen sólo las líneas de absorción de la componente caliente.

Aplicando la técnica de substracción espectral se obtiene que este sistema no presenta exceso de emisión en H α . ($EW(H\alpha) \approx 0.0$). Lo cual está de acuerdo con las débiles emisiones H y K de Ca II observadas.

Figura 6.2: $H\alpha$ (13 Cet A)

6.1.2 UV Psc (HD 7700)

Se trata de un sistema binario que presenta el espectro de ambas componentes y que muestra eclipses parciales. Está formado por una estrella G4-6V y por otra K0-2V, siendo además un sistema de corto período ($P_{\text{orb}} = 0.861046$ días).

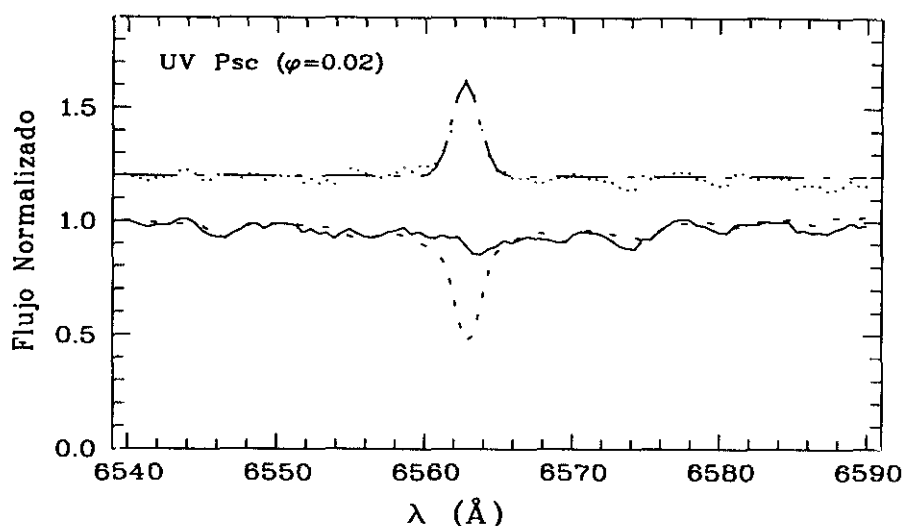
CABS indica que este sistema presenta emisión H y K de Ca II en ambas componentes y que la línea $H\alpha$ tiene un llenado de la absorción. Hall y Ramsey (1992) encontraron, en la componente fría del sistema, material extenso (protuberancia) a través de sus observaciones en $H\alpha$ en fases próximas a eclipse.

$H\alpha$

Se dispone de una sola observación realizada en Nov-86. Aunque se trata de un sistema con líneas de ambos espectros, éstas se observan solapadas ya que la fase en el momento de la observación es de 0.02 y por lo tanto la velocidad radial relativa entre las dos componentes es prácticamente nula. En esta fase orbital las componente fría oculta una fracción 0.56 de la componente caliente. Por otro lado, las líneas se observan algo ensanchadas rotacionalmente debido a que las dos componentes presentan velocidades de rotación elevadas ($V_{\text{sen}i} = 66/54$ km s⁻¹ respectivamente).

En este caso la línea $H\alpha$ apenas se distingue del resto de las líneas observadas en el espectro lo cual indica que este sistema posee un fuerte llenado de la absorción posiblemente en las dos componentes como indica la elevada intensidad residual observada $R_c = 0.854$. Por substracción del espectro sintético se encuentra un exceso de emisión importante, pero debido a la fase orbital no es posible establecer si la emisión proviene de ambas componentes o sólo de una.

Este elevado nivel de actividad está de acuerdo con las fuertes emisiones H y K de Ca II

Figura 6.3: $H\alpha$ (UV Psc)

observadas en las dos componentes y con el período de rotación tan corto de este sistema.

6.1.3 VY Ari (HD 17433)

Binaria espectroscópica SB1 clasificada como G9V por Bopp (1984) y como K3-4V-IV por Bopp et al. (1989). Bopp (1984) encontró intensa emisión en las líneas H y K de Ca II y un llenado por emisión de la línea $H\alpha$. Bopp et al. (1989) encontraron que la línea $H\alpha$ variaba desde una emisión pura a una absorción con emisión ocasional probablemente relacionada con fulguraciones. Strassmeier y Bopp (1992) realizaron un amplio estudio fotométrico de este sistema determinando la posición de varias manchas y encontrando evidencias de la existencia de longitudes activas en esta estrella.

H y K de Ca II

Se dispone de una sola observación en H y K de Ca II realizada en fase 0.17, en la cual puede verse una fuerte emisión en estas líneas y la presencia de la línea H ϵ en emisión. La intensidad de la emisión está bastante por encima del nivel del continuo. El espectro sintético se ha construido con una estrella de referencia de tipo espectral G8IV, con la que se conseguía un buen ajuste con el espectro observado.

$H\alpha$

Un espectro en fase 0.18 muestra una débil emisión $H\alpha$ superpuesta al ala azul de la línea de absorción. Por substracción del espectro sintético, construido con una estrella de referencia K0IV, se obtiene un intenso exceso de emisión. El perfil de la línea en el espectro substraído presenta una marcada asimetría en el azul y una asimetría menor en el rojo que indican la posible presencia de un campo de velocidades en la región de formación de la línea.

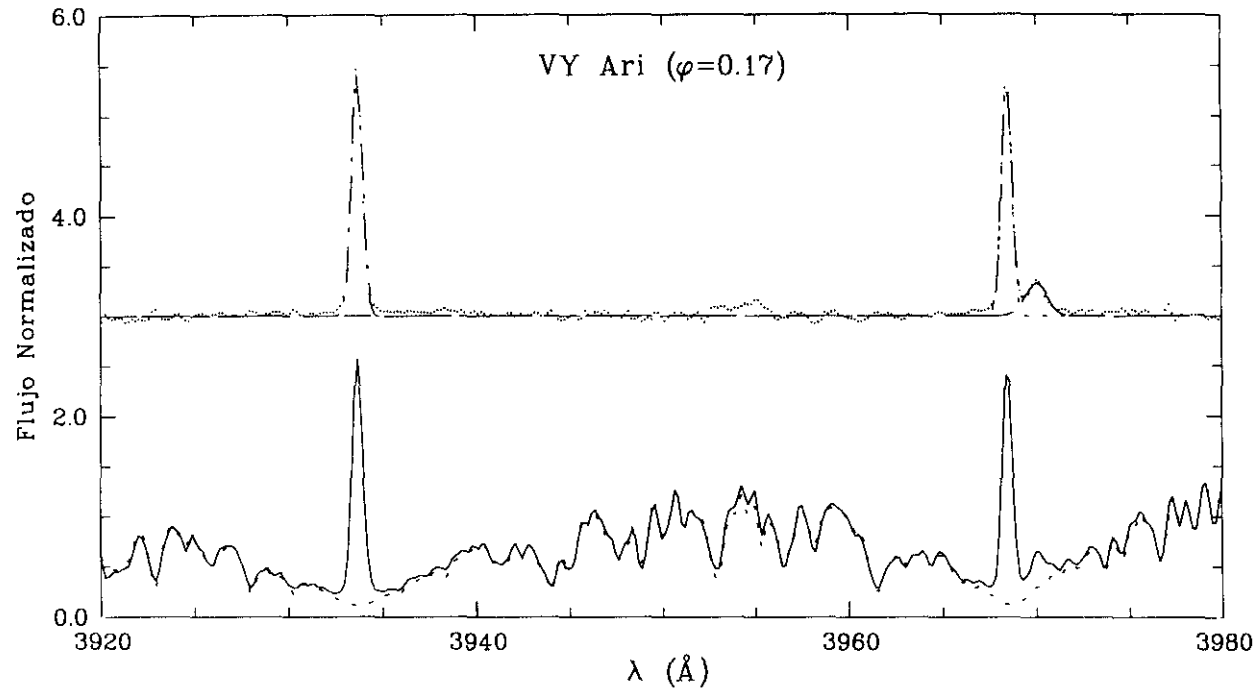


Figura 6.4: H y K de Ca II (VY Ari)

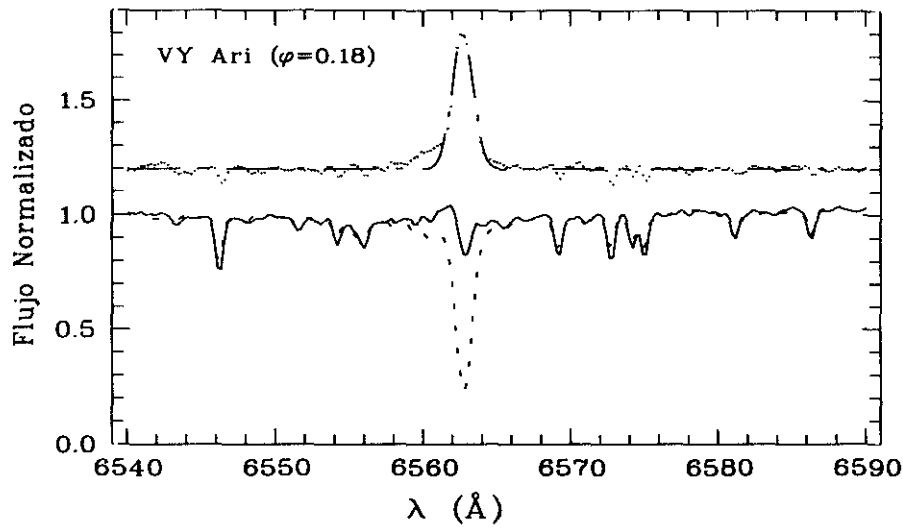


Figura 6.5: H α (VY Ari)

6.1.4 V833 Tau (HD 283750, Gl171.2 A)

V833 Tau es un sistema BY Dra (tipo espectral dK5e) y una de las estrellas más caliente que presenta fulguraciones. Saar et al. (1994) encontraron evidencias de la existencia de emisión de partículas generadas por fulguraciones a partir de observaciones en luz polarizada. Además de fulguraciones también presenta variaciones fotométricas a corto y a largo plazo atribuidas a la presencia de manchas (Oláh y Pettersen 1991). Hartmann et al. (1981) y Bopp et al. (1983) señalaron la presencia, en este sistema, de fuertes emisiones en H y K de Ca II y una emisión $H\alpha$ variable. Strassmeier et al. (1990) confirmaron la variabilidad de la línea $H\alpha$ y encontraron que la línea $H\epsilon$ estaba también en emisión aunque mezclada con la emisión H de Ca II. Bopp et al. (1983) encontraron que este sistema es uno de los sistemas dK más activos en el UV.

$H\alpha$

Se tomaron dos espectros de este sistema en (Diciembre 1992) en fases orbitales 0.96 y 0.76. Ambos espectros muestran una emisión $H\alpha$ moderada por encima del continuo, la cual presenta una pequeña y variable autoabsorción central muy similar a la observada en el espectro publicado por Hartmann et al. (1981) y a la que se observa en la mayoría de las estrellas dMe (Stauffer y Hartmann 1986). En el espectro substraído se observa un fuerte exceso de emisión $H\alpha$, siendo la EW obtenida en fase 0.96 algo mayor que la obtenida en fase 0.76, lo que confirma la variabilidad (de noche a noche) en la emisión $H\alpha$ encontrada por otros autores.

$H\beta$

Se dispone también de una observación de este sistema en la región de la línea $H\beta$ realizada en Dic-92 en fase orbital 0.66. En este espectro la línea $H\beta$ se ve como una débil absorción, más débil que la mayoría de las líneas fotosféricas que se encuentran en sus alrededores. Esta elevada intensidad residual nos indica que debe existir un importante llenado de la absorción, lo cual se ve claramente al substraer el espectro sintético construido con una estrella de referencia de tipo K2V.

El cociente entre las EW de los excesos de emisión en $H\alpha$ y en $H\beta$ obtenido es de 3.63 y una vez corregido de la diferencia de flujo en ambas líneas y de la diferencia de color de las regiones espectrales en las que se encuentran ambas líneas, según Hall y Ramsey (1992) es de 6.36, lo cual indica que la emisión debe provenir de regiones de tipo protuberancia según los resultados de Buzasi (1992).

6.1.5 OU Gem (HD 45088)

Sistema binario espectroscópico SB2 formado por dos estrellas enanas K activas (K3V/K5V) con fuertes emisiones en H y K de Ca II en ambas componentes (Bopp et al. 1981a). La línea $H\alpha$ aparece en absorción en la componente caliente y como un llenado de la absorción

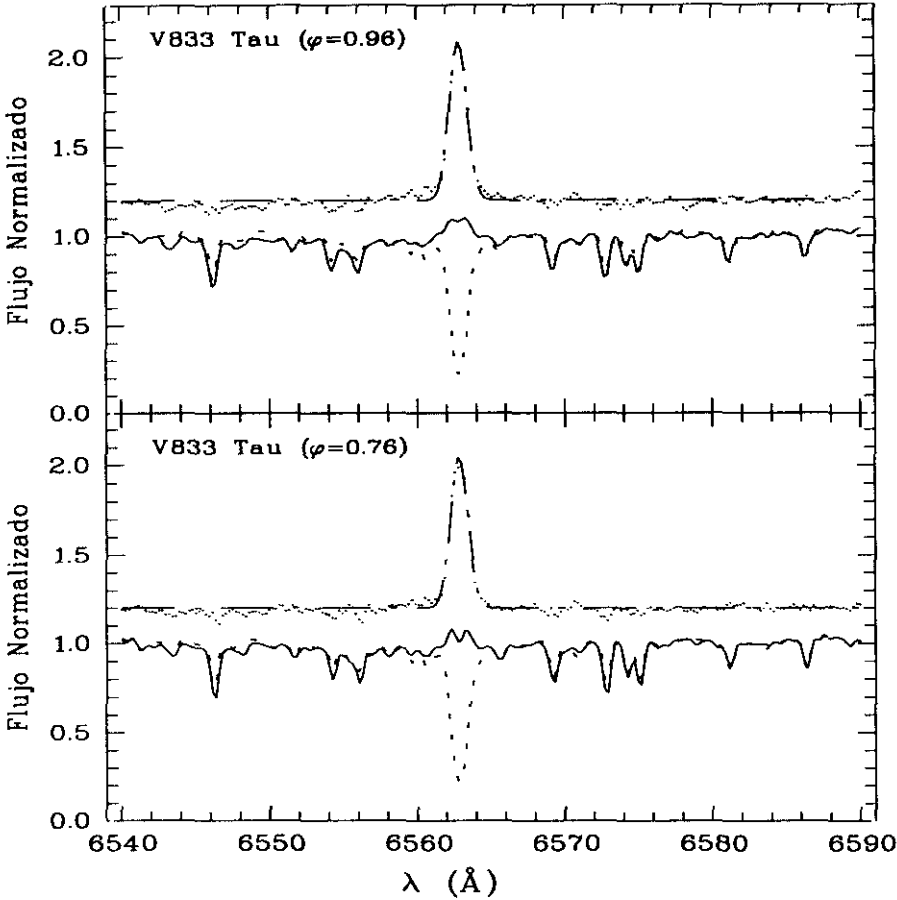


Figura 6.6: H α (V833 Tau)

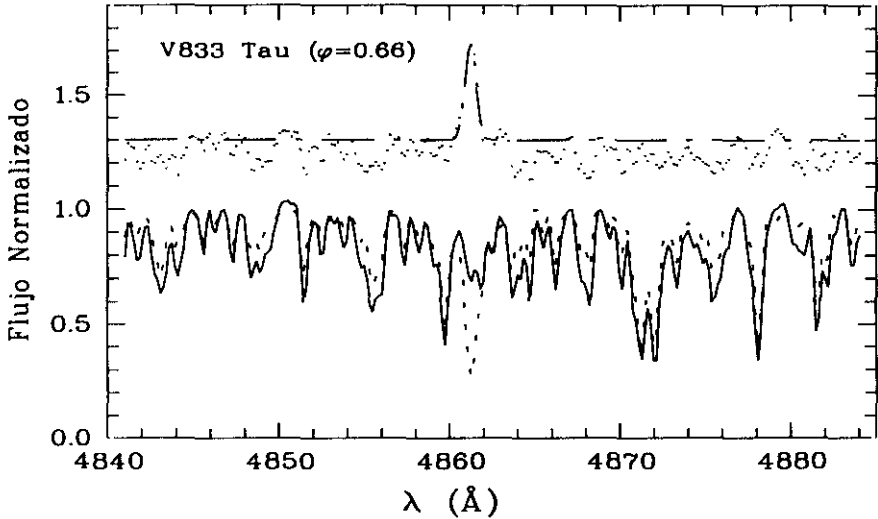


Figura 6.7: H β (V833 Tau)

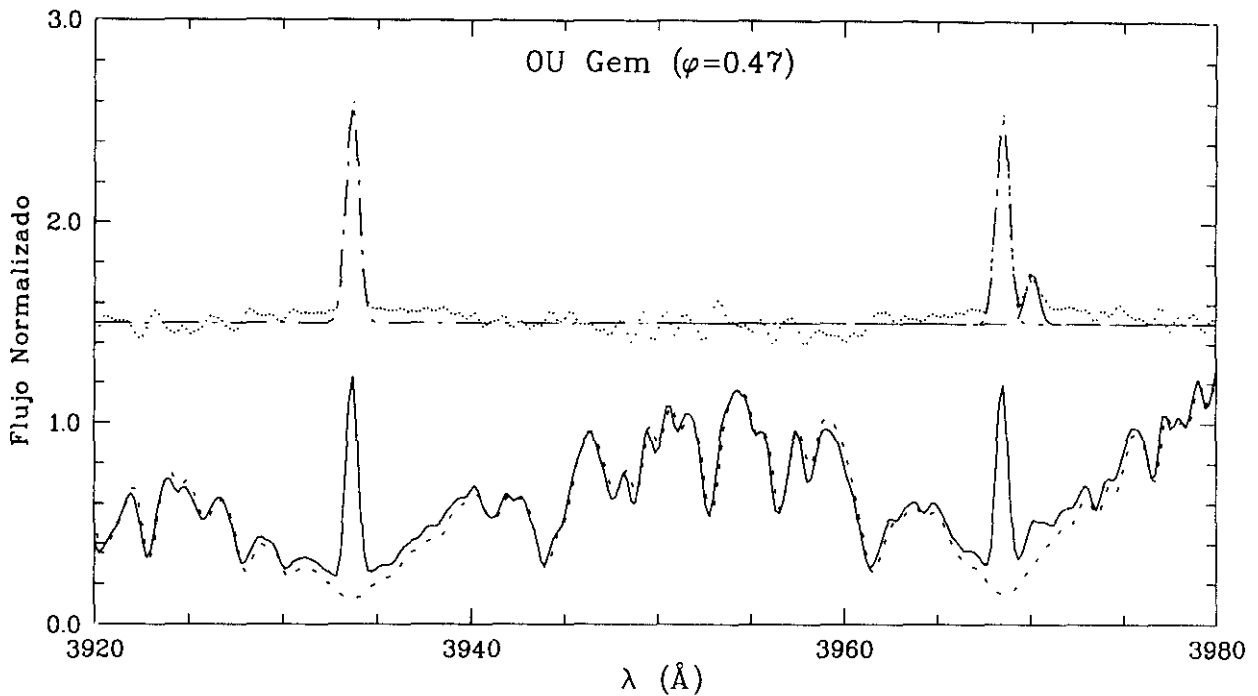


Figura 6.8: H y K de Ca II (OU Gem)

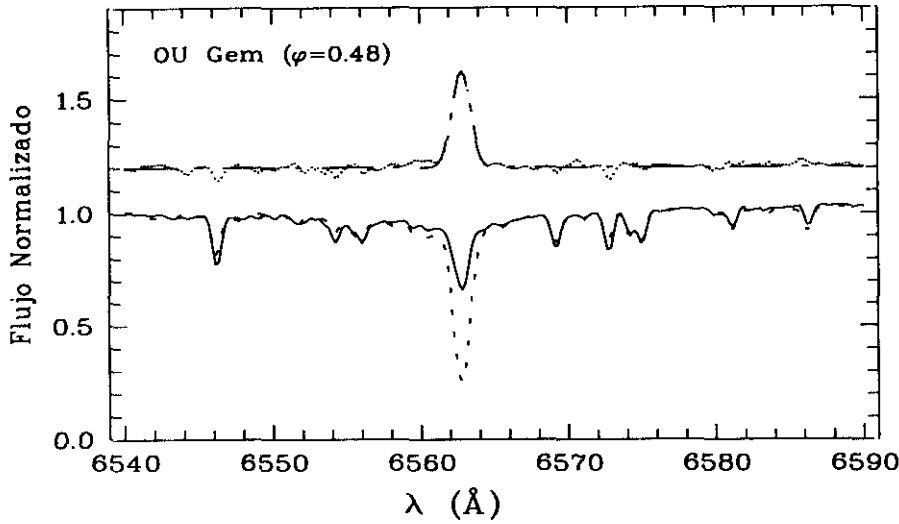
por emisión cromosférica en la componente fría (Bopp et al. 1981b). Strassmeier et al. (1990) encontraron la línea $H\alpha$ en absorción de las dos componentes siendo el cociente entre las líneas $C/H = 0.32$.

H y K de Ca II

Se ha realizado una observación de este sistema en Mar-93 con una fase orbital orbital de 0.47. En este espectro se observa una intensa emisión en las líneas H y K de Ca II y una pequeña emisión en $H\epsilon$. En esta fase orbital no es posible saber si la emisión procede de una componente o de las dos como observaron Bopp et al. (1981a). El espectro sintético se ha construido con dos K1V con una contribución relativa al continuo de (0.7/0.3).

$H\alpha$

Se dispone de una observación en fase 0.48 en la que no es posible separar las líneas de las dos componentes ya que, sólo están desplazadas 0.3 \AA en esta fase orbital. La línea $H\alpha$ se observa como una absorción con elevada intensidad residual lo que da lugar a un intenso exceso de emisión al substraer el correspondiente espectro sintético construido con dos K0IV. No es posible saber si esta emisión corresponde sólo a la componente fría como indica Bopp et al. (1981b) o si las dos componentes contribuyen a dicha emisión, como sería de esperar por su parecido tipo espectral y su comportamiento en Ca II.

Figura 6.9: $H\alpha$ (OU Gem)

6.1.6 SV Cam (HD 44982)

SV Cam es una binaria eclipsante SB1 clasificada como G2-3V/K4V con una velocidad de rotación elevada ($V_{\text{sen}i} = 105 \text{ km s}^{-1}$) y con débiles emisiones H y K de Ca II de la componente fría. Xuefu y Huison (1987) encontraron que este sistema tiene fulguraciones y que la línea $H\alpha$ se observa como una absorción.

H y K de Ca II

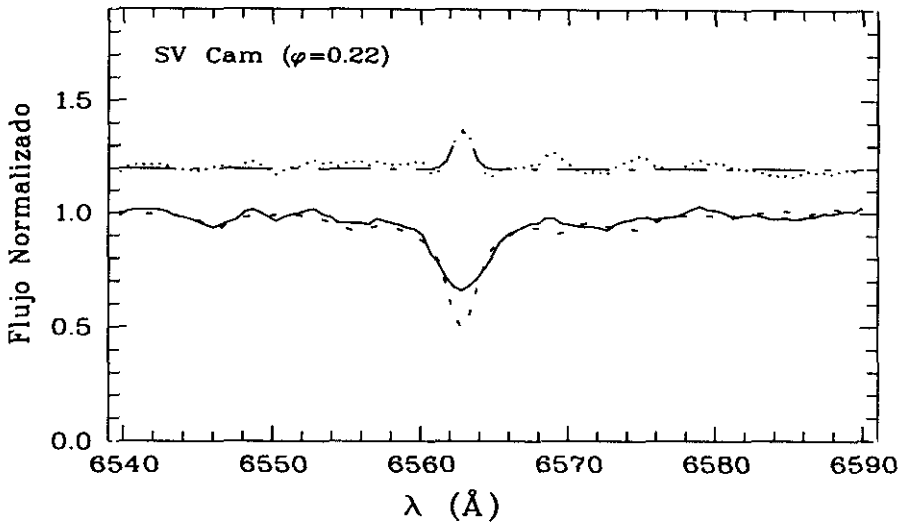
Se realizaron varias observaciones de este sistema en Nov-86 y en Mar-93, en las cuales puede verse una moderada y ancha emisión en las líneas H y K de Ca II, sin embargo, los espectros obtenidos tienen una baja relación S/N y no se ha podido realizar un análisis adecuado. Esto se debe a que se trata de una estrella débil ($V = 8.4 \text{ mag}$) y con un período muy corto ($P_{\text{rot}} \approx P_{\text{orb}} = 0.593$), lo que hace que no se puedan dar tiempos de exposición muy largos ya que entonces aparecen las líneas ensanchadas debido al desplazamiento de la estrella durante el tiempo de exposición.

$H\alpha$

Se dispone de una observación de este sistema en fase orbital 0.22 en la que puede verse la línea $H\alpha$ como una intensa absorción. Se ha utilizado una estrella de referencia G8V para realizar la substracción espectral, lo que ha permitido encontrar la presencia de un pequeño exceso de emisión proveniente de la componente fría.

6.1.7 YY Gem (Castor C, BD +32 1582, GL 278 C)

YY Gem es una binaria SB2 con eclipses parciales y una de las estrellas con fulguraciones más activas (Moffett y Bopp 1981; Haisch et al. 1990). El tipo espectral asignado para

Figura 6.10: H α (SV Cam)

este sistema en CABS es dM1e/dM1e. Presenta emisión en H y K de Ca II de ambas componentes (CABS). Bopp (1974) encontró la línea H α en emisión y la presencia de fulguraciones.

H y K de Ca II

Una observación de este sistema en la región de las líneas H y K de Ca II realizada en Mar-93 en fase orbital 0.44 muestra una intensa emisión en ambas componentes, con una separación en longitud de onda algo mayor al valor calculado a partir de la fase orbital. Se observa también claramente la emisión H ϵ de una de las componentes. La otra componente también presenta emisión, pero se superpone a la emisión H de la estrella compañera. Además de estas emisiones se observa en la parte azul de este espectro la emisión de ambas componentes correspondiente a las dos líneas de Balmer que siguen a H ϵ (H ζ y H η). Las correspondientes EW de cada emisión se han determinado con ajustes Gaussianos en el espectro diferencia.

H α

El espectro tomado en fase orbital 0.49 muestra una emisión H α muy fuerte por encima del continuo, desgraciadamente en esta fase orbital no es posible separar la contribución a la emisión de cada componente. El perfil de la línea en el espectro substraído presenta un exceso de emisión en el ala azul.

6.1.8 BF Lyn (HD 80715)

Binaria espectroscópica SB2 con tipos espectrales K2V/[dK] y fuerte emisión en H y K de Ca II y en H α de ambas componentes Strassmeier et al. (1989) y Barden y Nations (1985).

H y K de Ca II

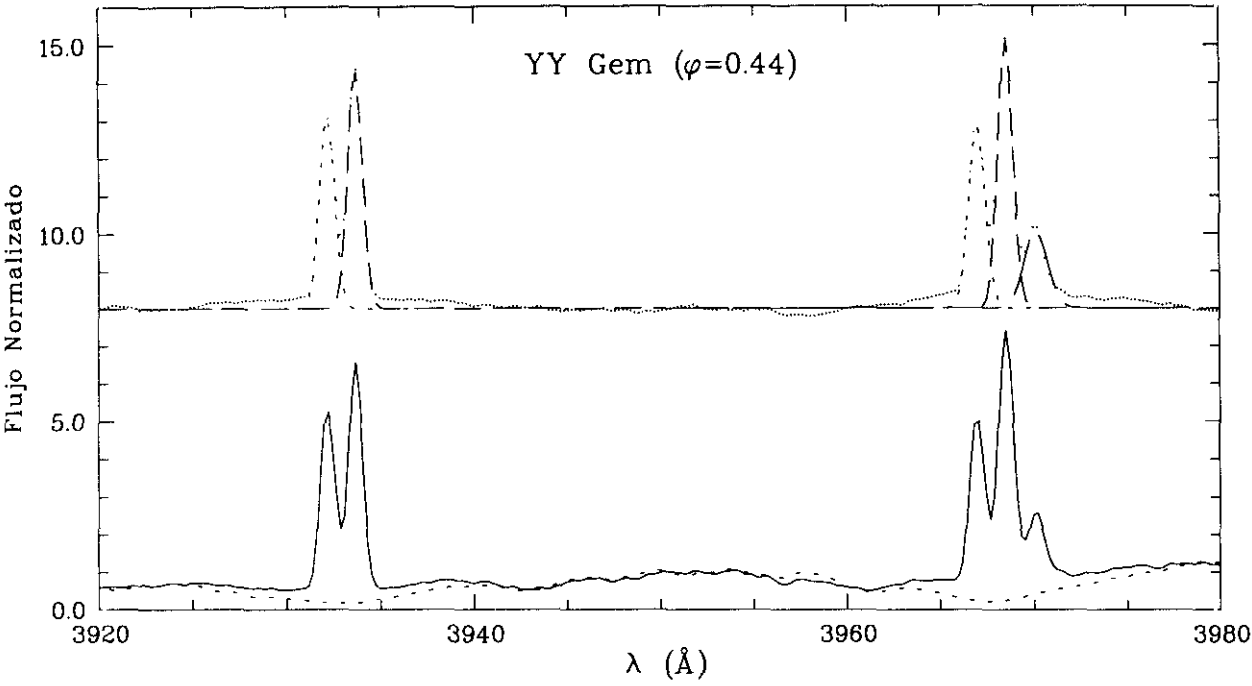


Figura 6.11: H y K de Ca II (YY Gem)

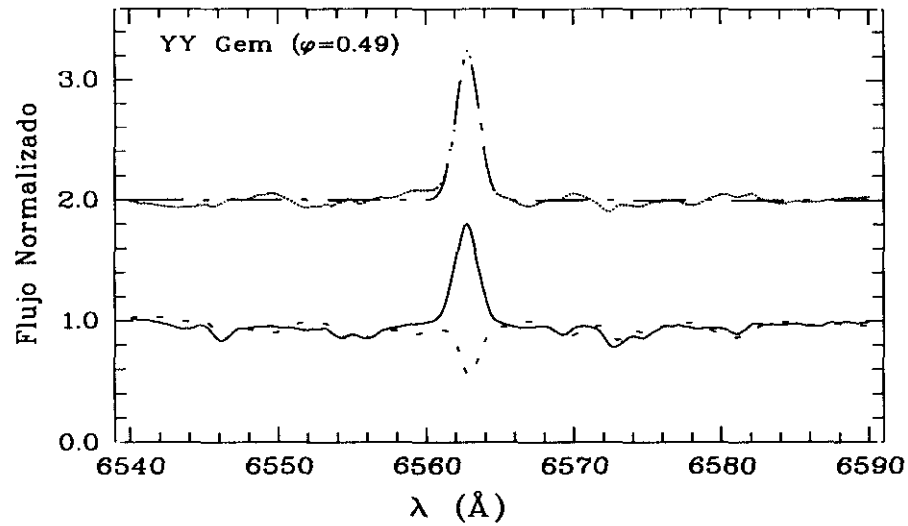


Figura 6.12: H α (YY Gem)

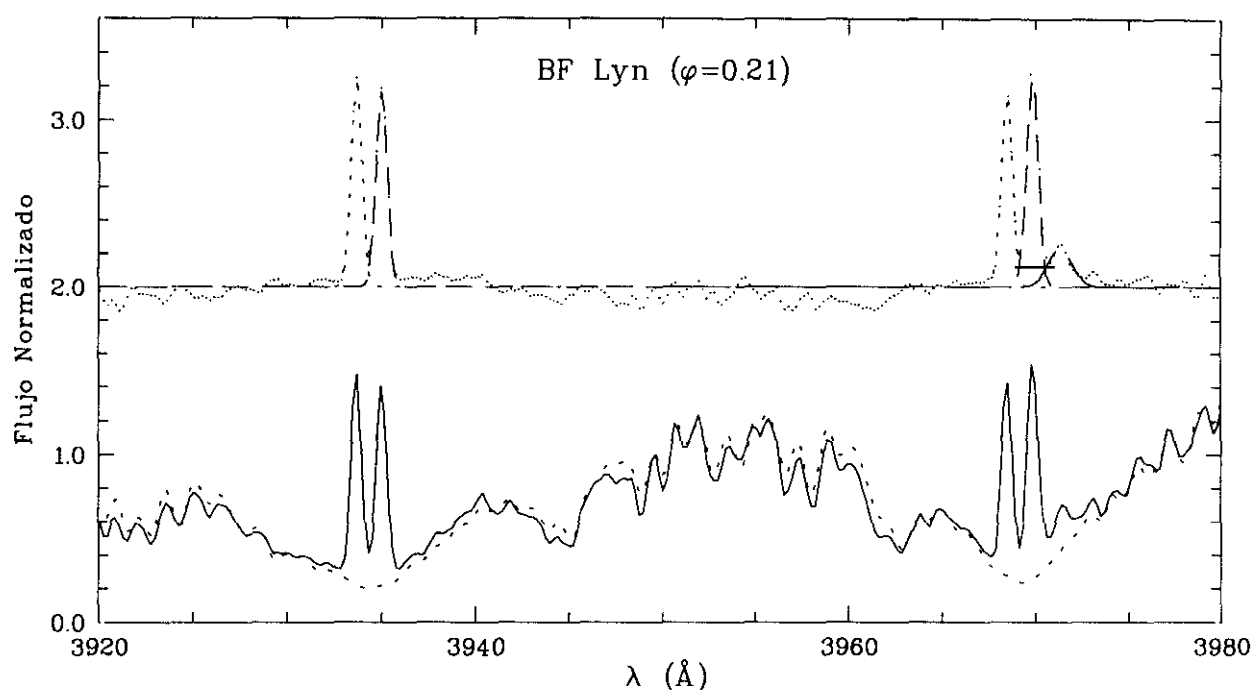


Figura 6.13: H y K de Ca II (BF Lyn)

Se ha realizado un espectro de este sistema en la región de las líneas H y K de Ca II en fase orbital 0.21, que muestra con claridad la presencia de fuerte emisión en ambas componentes así como la presencia de la línea H ϵ en emisión de una de ellas, la emisión H ϵ de la otra se superpone a la emisión H de Ca II de la estrella compañera. El espectro sintético se ha construido con dos estrellas de referencia K1V con la misma contribución de cada una al espectro observado. La emisión en Ca II obtenida parece ser algo menor que la encontrada por Strassmeier et al. (1990).

6.1.9 DH Leo (HD 86590)

Strassmeier et al. (1988) clasificaron este sistema como (K0V/K7V)K5V aunque Barden et al. (1984) indican que se trata de un sistema triple formado por una estrella primaria K0V con actividad H α variable, una estrella secundaria K o M0V con H α en emisión y una tercera componente inactiva de tipo K o M temprano. Posteriormente, Strassmeier y Fekel (1990) lo clasificaron como (K2V(K5V)K5V. Newmark et al. (1990) encontraron modulaciones con la fase de las emisiones en H α , H β y Ca II que sugieren que la emisión proviene de regiones activas que están asociadas a las manchas. Estos autores también encontraron evidencias de la existencia de material extenso (protuberancias) en la componente secundaria.

H y K de Ca II

Se dispone de 5 observaciones de este sistema. Dos observaciones en Feb-88 con fases

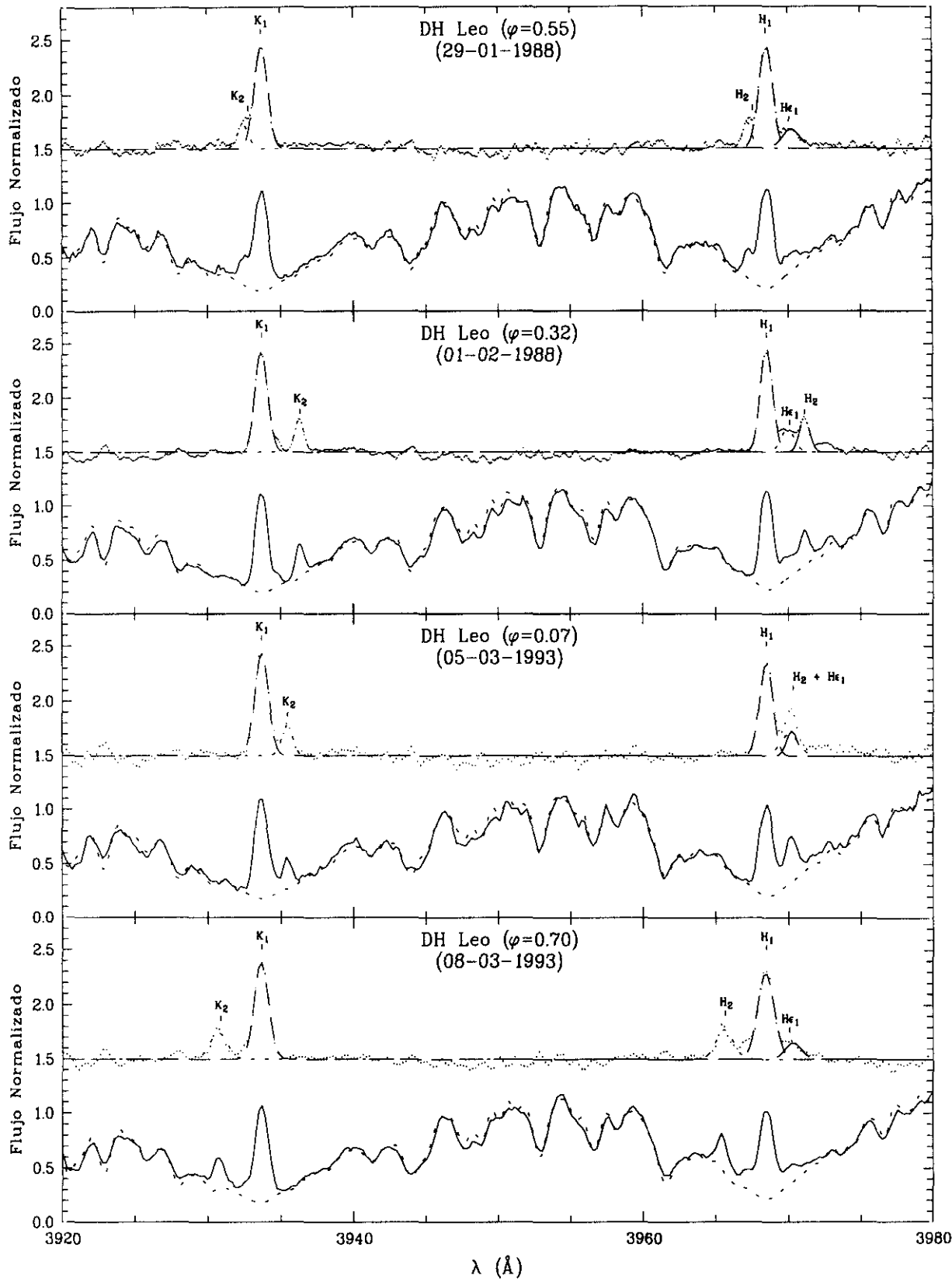


Figura 6.14: H y K de Ca II (DH Leo)

orbitales (0.32 y 0.55) y tres observaciones en Mar-93 con fases (0.07, 0.87 y 0.70). En todas ellas se observa emisión en H y K de Ca II de las dos componentes del sistema binario (K0V/K7V). Los desplazamientos en longitud de onda de ambas líneas están en acuerdo con las velocidades radiales calculadas a partir de la fase orbital en todos los espectros. La emisión más intensa, que se observa siempre centrada con la absorción, es la que corresponde a la componente caliente, mientras que la emisión más débil, que se observa desplazada hacia el rojo o hacia el azul, dependiendo de la fase orbital, es la que corresponde a la componente fría. Esta descripción está de acuerdo con la relación de luminosidades en esta parte del espectro, calculada a partir de los radios y temperaturas efectivas de las componentes, según la cual la contribución relativa es (0.9/0.1). Se observa también la línea H ϵ en emisión de la componente caliente en los espectros en fases 0.55, 0.70, y 0.87, sin embargo, en los espectros en fases 0.07 y 0.32 se mezcla con la emisión H de la componente fría. Se ha aplicado la técnica de substracción espectral teniendo en cuenta todo esto y se han determinado las EW de cada una de las emisiones a partir de múltiples ajustes Gaussianos en el espectro diferencia. No se observan variaciones importantes en las emisiones de una época a otra ni de una fase orbital a otra.

H α

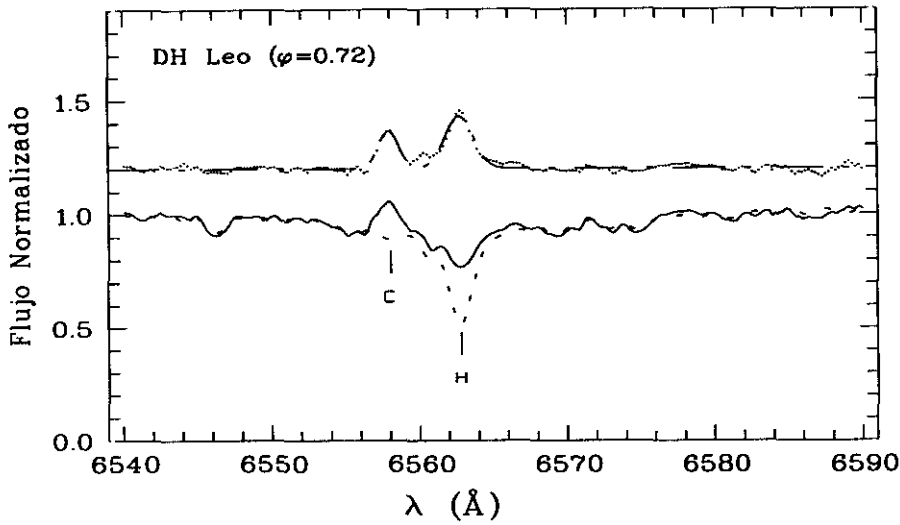
Se han analizado cuatro espectros en la región de la línea H α , aunque en fases orbitales muy próximas. Un espectro en Diciembre 1992 en fase 0.72 y tres en Enero 1993 en fases 0.74, 0.76 y 0.74. Todos estos espectros muestran emisión H α por encima del continuo, procedente de la componente secundaria y una absorción llenada por emisión, procedente de la primaria. El espectro substraído permite obtener la EW del exceso de emisión de ambas componentes. Se encuentra que la componente caliente es la que presenta el exceso de emisión más elevado, en acuerdo con el comportamiento observado en H y K de Ca II.

6.1.10 ξ UMa (B) (53 UMa, HD 98230, HR 4374)

ξ UMa es un sistema cuádruple, ya que cada componente del sistema binario visual (ADS 8119 AB) es a su vez una binaria espectroscópica SB1. La componente B es la que presenta las características de sistema RS CVn y tiene tipo espectral G5V (Bopp 1987). Cayrel de Strobel et al. (1994) encontraron que la componente con mayor actividad en el triple de Ca II en la componente B y que la diferencia de temperatura entre las componentes A y B es de 300 K. Aunque en CABS se dice que este sistema presenta intensa emisión en H y K de Ca II, Strassmeier et al. (1990) encontraron una emisión en estas líneas más bien débil. Xuefu y Huisong (1987), Xuefu et al. (1993) y Eker et al. (1994) observaron una intensa absorción H α , mientras Herbig (1985), Bopp (1987), Strassmeier et al. (1990) y Frasca y Catalano (1994) encontraron un ligero llenado de la absorción.

H y K de Ca II

Se han realizado dos observaciones de este sistema en Feb-88. En los dos espectros (con

Figura 6.15: H α (DH Leo)

fases orbitales 0.26 y 0.49) puede verse una emisión central no muy intensa. Aunque las dos observaciones son muy próximas parece existir una pequeña variación de la emisión entre las dos siendo algo más intensa en fase 0.26. El espectro sintético se ha construido con una estrella de referencia de tipo G0V, aunque el sistema está clasificado como G5V, ya que con este tipo espectral se conseguía un mejor ajuste con el espectro observado. El flujo superficial se ha calculado por la calibración de Pasquini et al. (1988) tomando el índice de color V-R correspondiente al tipo espectral G5V según Johnson (1966).

H α

Nuestro espectro en la región de la línea H α en fase orbital 0.48 muestra una intensa línea de absorción. La substracción del espectro sintético pone de manifiesto la existencia de un ligero llenado de la absorción. La EW del exceso de emisión obtenida es muy pequeña en acuerdo con los valores dados por Strassmeier et al. (1990) y Frasca y Catalano (1994).

6.1.11 AS Dra (HD 107760)

Sistema binario que presenta el espectro de ambas componentes, formado por dos estrellas de tipos espectrales muy parecidos (G4V/G9V). Fernández-Figueroa et al. (1986a) encontraron que ambas componentes presentan emisión moderada en H y K de Ca II. Bopp y Talcott (1978) observaron la línea H α se en absorción y Bopp et al. (1983) estudiaron este sistema en el UV.

H y K de Ca II

Se realizó una observación de este sistema en Jun-1985 en fase orbital 0.13 en la que se pudo determinar (Fernández-Figueroa et al. 1986a), a partir de un ajuste Gaussiano, que ambas compontes emiten en las líneas H y K de Ca II siendo mayor la emisión de la

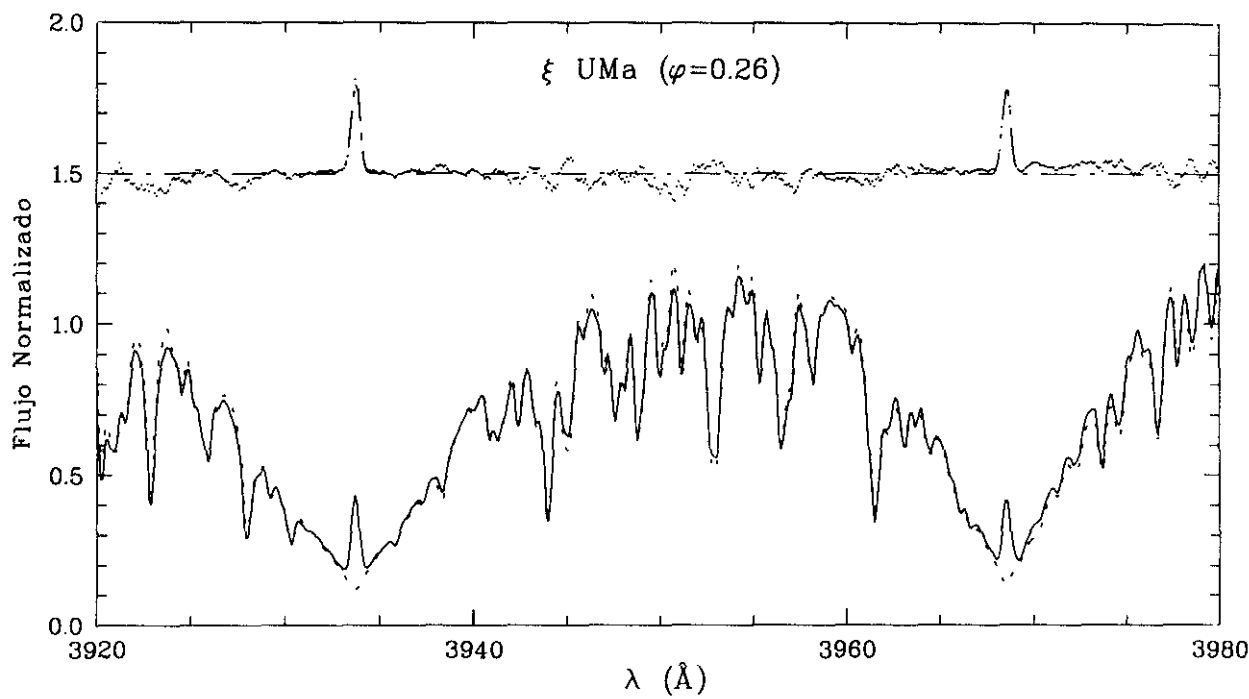


Figura 6.16: H y K de Ca II (ξ UMa (B))

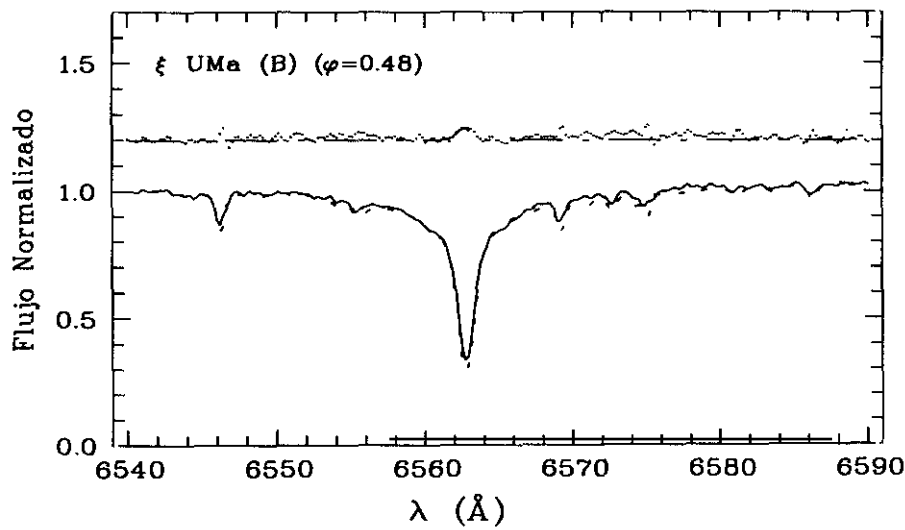


Figura 6.17: H α (ξ UMa (B))

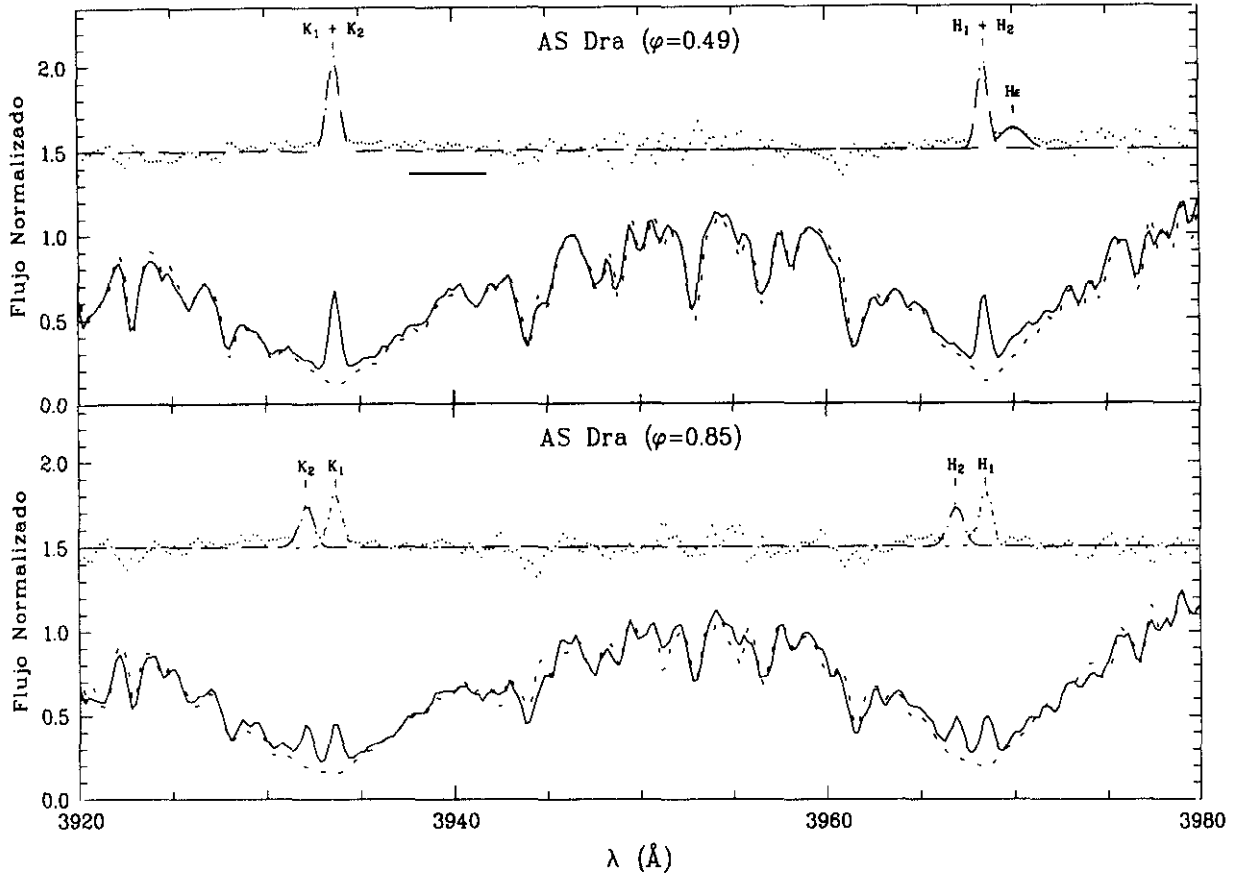


Figura 6.18: H y K de Ca II (AS Dra)

componente caliente. Posteriormente (Mar-93) se realizaron dos nuevas observaciones de este sistema en fases orbitales 0.49 y 0.85 en las que se confirma que ambas componentes son activas. En el espectro en fase 0.85 se observan claramente las dos emisiones con intensidades muy similares, siendo algo más intensa la que está desplazada hacia el rojo, que es la correspondiente a la componente caliente. En la observación en fase 0.49 no es posible separar la emisión de cada componente. Sin embargo, la substracción del espectro sintético, construido con estrellas G2V y G8V con una contribución relativa (0.66/0.34), pone de manifiesto una posible emisión en H ϵ que no se observa en el espectro en fase 0.85 por solaparse con la emisión de la otra componente.

6.1.12 IL Com (HD 108102)

Se trata de un sistema espectroscópico SB2. CABS indica que ambas componentes son de tipo espectral F8V. Barry (1979) y Fernández-Figueroa et al. (1986a) observaron emisión H y K de Ca II moderada en ambas componentes. Xuefu y Huisong (1987) encontraron que la línea H α se presenta como una fuerte absorción, mientras que Eker et al. (1994) sugieren

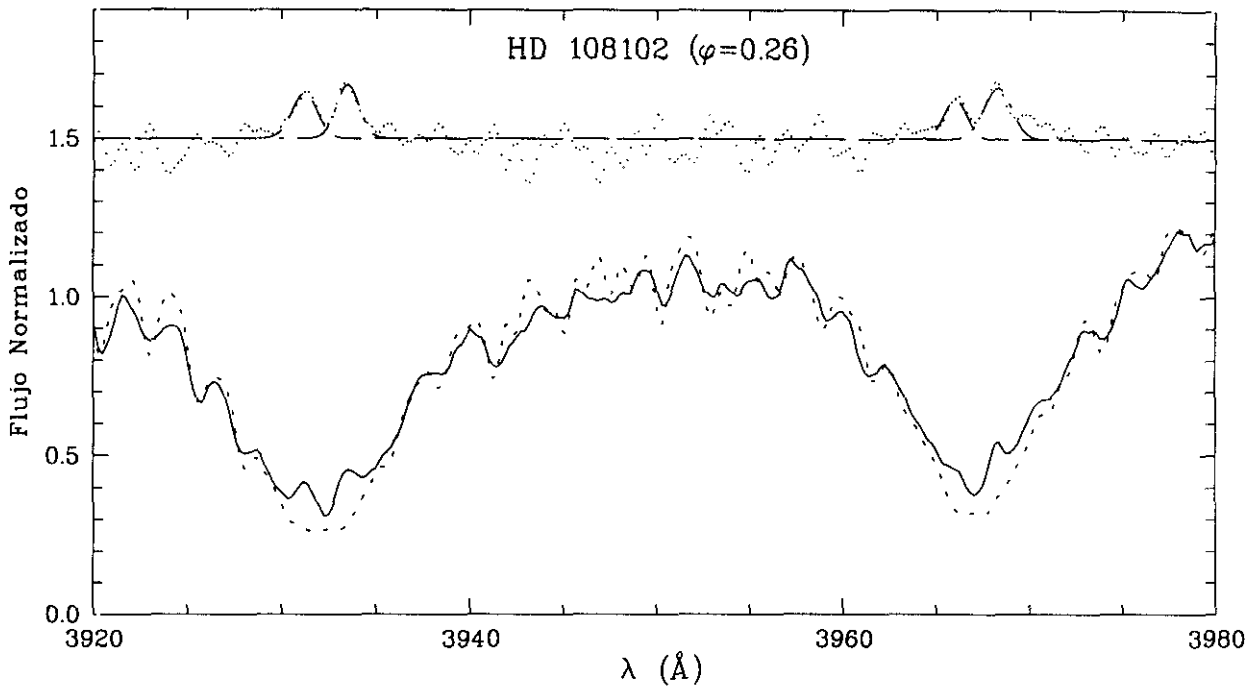


Figura 6.19: H y K de Ca II (IL Com (HD 108102))

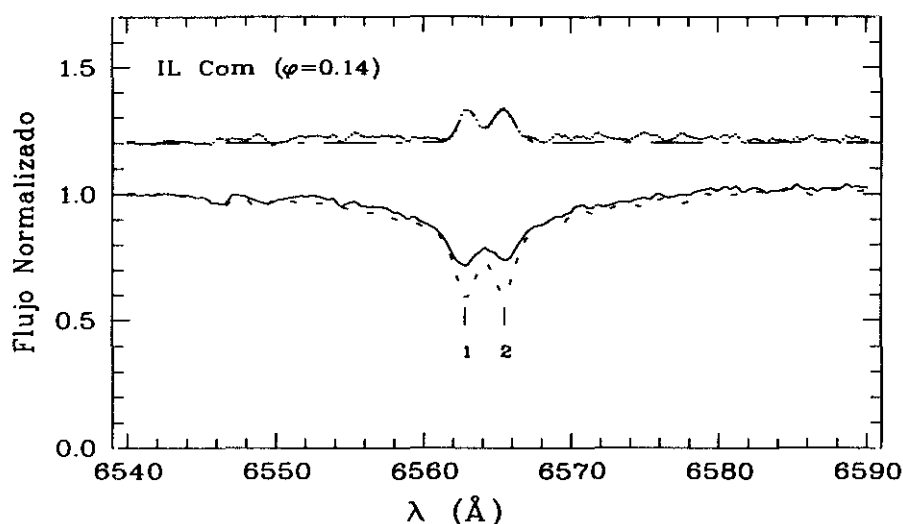
que una o ambas componentes deben presentar un llenado de la absorción $H\alpha$ debido al elevado valor de la intensidad residual observado.

H y K de Ca II

Este sistema se ha observado en tres épocas diferentes. Dos observaciones en Jun-85 (Fernández-Figueroa et al. 1986a), dos observaciones en Feb-88 y otra observación en Mar-93. En todos los espectros se observa una débil emisión de ambas componentes, con intensidades muy similares. El flujo en ambas líneas se ha medido realizando un ajuste Gaussiano. Los desplazamientos en longitud de onda observados en las líneas no se correspondían con las fases calculadas, con las efemérides dadas en CABS, por lo que se han calculado las fases a través de la curva de velocidad radial de Kraft (1965). El espectro sintético se ha construido con dos estrellas de referencia de tipo F8V y con igual contribución al espectro observado. En las dos observaciones de Feb-88 se puede ver en el espectro substraído que la componente desplazada hacia el rojo es algo más intensa que la otra componente, mientras que en la observación de Mar-93 ocurre lo contrario siendo además la diferencia entre las dos emisiones algo menor.

$H\alpha$

En un espectro con fase 0.14 se observan claramente las líneas de ambas componentes con un desplazamiento que no se corresponde con el calculado con la fase orbital. El espectro sintético se ha construido con dos G0V con el desplazamiento en longitud de onda observado. El resultado obtenido con dos F7V se ajusta mucho peor al espectro observado.

Figura 6.20: $H\alpha$ (IL Com (HD 108102))

El espectro diferencia obtenido muestra exceso de emisión en ambas componentes con EW no exactamente iguales, como ocurría también con las dos emisiones observadas en H y K de Ca II.

6.1.13 HD 131511 (HR 5553)

Se trata de un sistema binario espectroscópico SB1 de tipo espectral K2V que no estaba incluido en la primera edición de CABS. Presenta una emisión moderada en H y K de Ca II y una absorción variable en $H\alpha$ (Basri et al. 1989; Strassmeier et al. 1990).

H y K de Ca II

Se dispone de una observación en la región de las líneas H y K de Ca II, realizada en Mar-1993, que presenta una emisión no muy intensa centrada en la absorción.

6.1.14 MS Ser (HD 143313)

Binaria espectroscópica SB2 (K2V/K6V) clasificada como variable BY Dra con fuerte emisión en H y K de Ca II (Strassmeier et al. 1990) y la línea $H\alpha$ en emisión (Bopp et al. 1981b). Bopp et al. (1983) encuentran importantes cambios fotométricos que atribuyen a cambios en el tamaño y posición de las manchas frías en su superficie.

H y K de Ca II

Se ha analizado una observación de este sistema realizada en Mar-93 en fase orbital 0.16, en la que puede verse una intensa emisión en las líneas H y K de Ca II y la línea H ϵ en emisión. En el espectro se observan las líneas fotosféricas de las dos componentes siendo más intensas las que se encuentran desplazadas hacia el azul que según la fase orbital serían

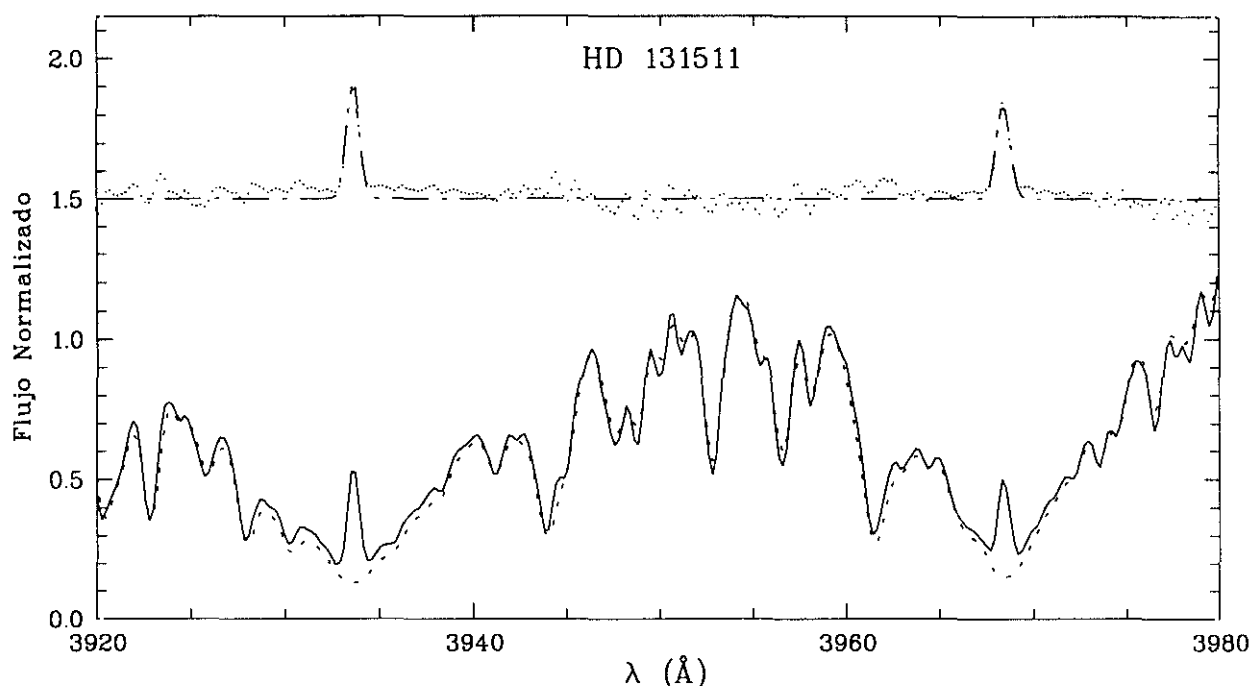


Figura 6.21: H y K de Ca II (HD 131511)

las correspondientes a la componente caliente. Lo cual, está de acuerdo con la contribución relativa de cada componente al espectro observado (0.88/0.2). Teniendo en cuenta, además, que la posición en longitud de onda de las emisiones H y K se corresponde con la posición de las líneas fotosféricas más intensas y desplazadas hacia el azul, se deduce que la componente activa de este sistema es la componente caliente. El espectro sintético construido se ajusta bien al espectro observado y permite determinar en el espectro diferencia la EW de las emisiones H, K y H ϵ .

6.1.15 σ^2 CrB (17 CrB, TZ CrB, HD 146361, HR 6063)

Binaria no eclipsante que presenta el espectro de ambas componentes. Formada por dos estrellas en la secuencia principal de tipos F6 y G0. Con un período orbital bastante pequeño (1.14 días) este sistema forma a su vez un sistema binario visual (ADS 9979) con σ^1 CrB.

Bopp (1984) encontró emisión H y K de Ca II de igual intensidad en ambas componentes. La línea H α presenta un llenado de la absorción (Barden 1985). Eker et al. (1994) encuentran un llenado de la absorción en ambas componentes siendo el exceso de emisión mayor en la componente fría.

H y K de Ca II

Se han realizado observaciones de este sistema en las líneas H y K de Ca II en tres épocas

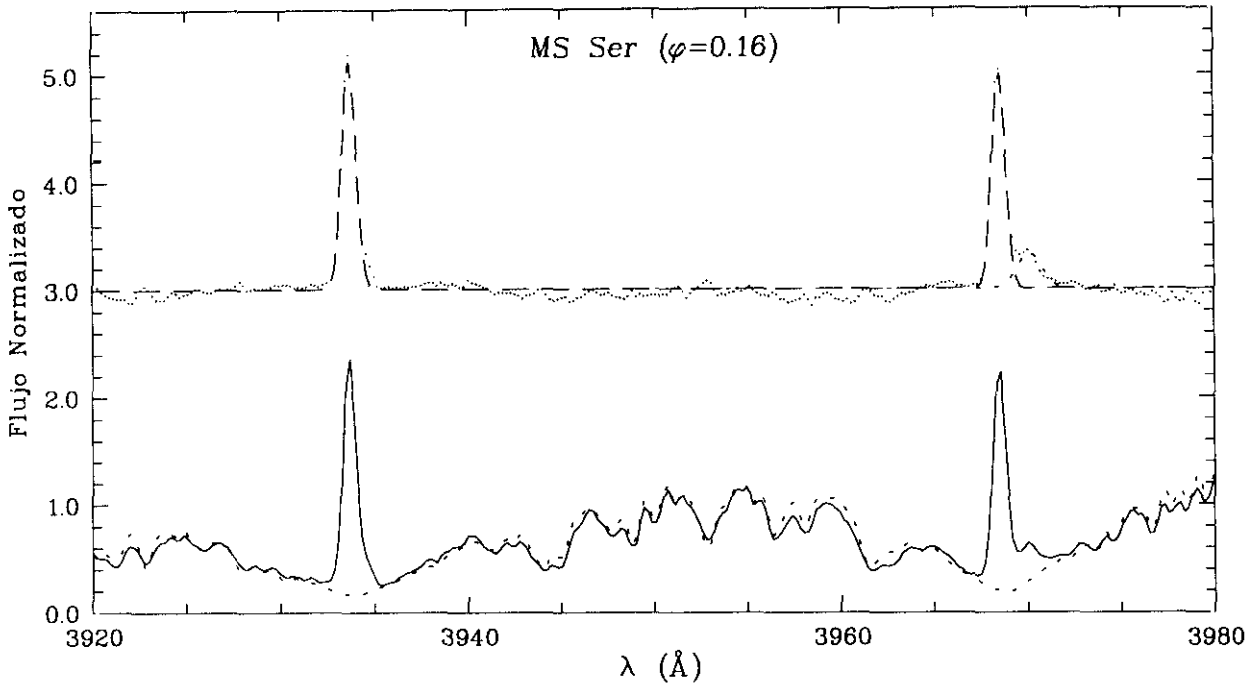


Figura 6.22: H y K de Ca II (MS Ser)

diferentes. Tres observaciones en Jun-85 (Fernández-Figueroa et al. 1986a) en las que se encontró que ambas componentes presentaban emisión en H y K siendo la emisión de la componente secundaria 1.3 veces mayor que la de la primaria. En el espectro obtenido en Feb-1988 en fase 0.77 se observa claramente la emisión de ambas componentes desplazadas en longitud de onda en acuerdo con la velocidad radial correspondiente a esa fase. En el espectro de Jul-1990 en fase 0.54 las dos emisiones aparecen superpuestas ya que el desplazamiento correspondiente en longitud de onda es muy pequeño.

H α

Sistema observado en Jul-89 con una fase de 0.05. La fase es tan próxima a cero que no es posible ver las líneas de las dos componentes en el espectro a pesar de ser un sistema SB2. El perfil de la línea presenta un aspecto triangular mostrando una alas muy anchas sobre las que se superponen otras líneas de absorción. Estas alas tan anchas se deben a la contribución de la componente caliente que es de tipo F6V.

La intensidad residual de la línea presenta un valor elevado lo que puede indicar un ligero llenado de la absorción. La substracción del espectro sintético construido con estrellas de referencia de tipos F5V y G0V revela la presencia de un importante exceso de emisión. En esta fase orbital no es posible saber si la emisión es de una o de ambas componentes, pero teniendo en cuenta el comportamiento observado en Ca II y los resultados de Eker et al. (1994) es de suponer que la emisión proceda de ambas componentes.

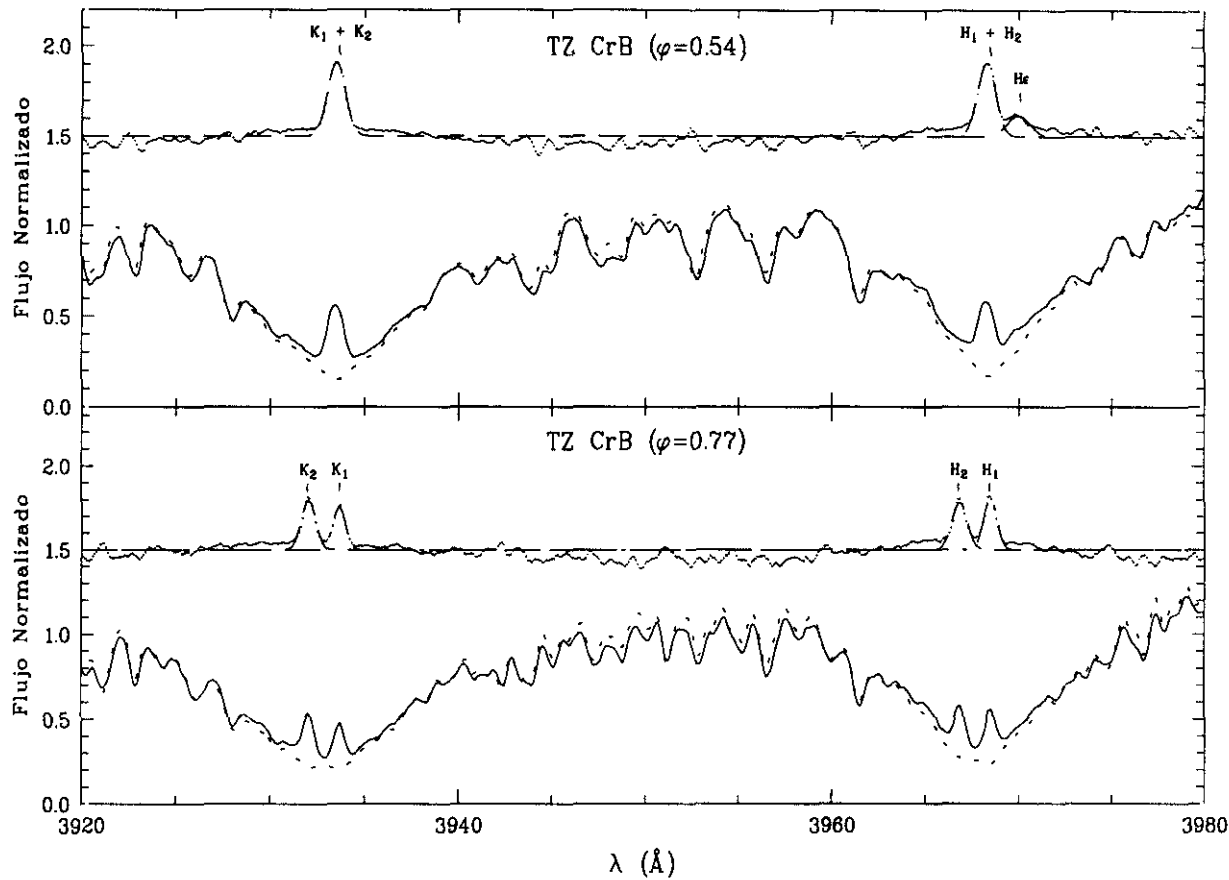


Figura 6.23: H y K de Ca II (σ^2 CrB (TZ CrB))

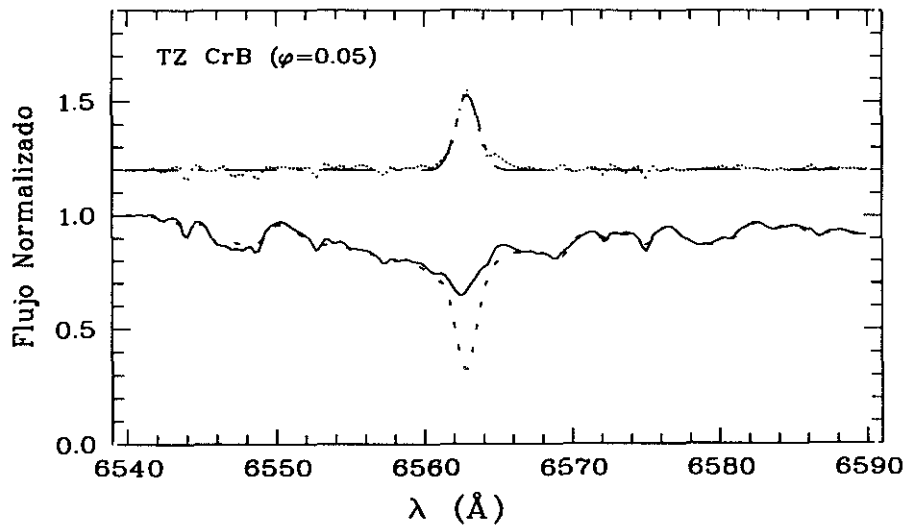


Figura 6.24: H α (σ^2 CrB (TZ CrB))

6.1.16 V772 Her (HD 165590, ADS 11060AB)

Sistema compuesto por tres estrellas jóvenes de la secuencia principal con velocidades de rotación muy elevadas que forman un par visual (ADS 11060AB) en el cual, la componente B es una estrella G5V, y la componente A es un sistema binario espectroscópico SB1 con tipos espectrales G1V/K6V que presenta variaciones en la curva de luz fuera de eclipse debidas a la presencia de regiones activas oscuras en la fotosfera. Presenta una emisión moderada en H y K de Ca II y el comportamiento de la línea $H\alpha$ es desconocido (CABS). Reglero et al. (1991) han realizado un estudio fotométrico y espectroscópico detallado de este sistema que confirma que se trata de un sistema sólo ligeramente evolucionado. La componente C de este sistema es a su vez un sistema binario espectroscópico SB2 formado por dos enanas de tipo K, recientemente estudiado por Fekel et al. (1994).

H y K de Ca II

Se realizaron diez observaciones de este sistema en Feb-88 (De Castro et al. 1990) en las que se observó que las emisiones H y K de Ca II no cambian con la fase orbital y se presentan siempre en el centro de la absorción. Por lo cual, no se puede deducir de que estrella del par visual procede la emisión. Dos observaciones más realizadas en Jul-89 con fases orbitales 0.86 y 0.28 (Reglero et al. 1991) permitieron observar emisión procedente de las componentes, G1V y G5V, siendo la actividad más elevada en la componente G1V del sistema binario espectroscópico.

$H\alpha$

Se dispone de una sólo observación de este sistema realizada en Jul-89 con una fase orbital de 0.46. La línea $H\alpha$ se presenta no muy intensa pero bastante ensanchada rotacionalmente ($V \sin i = 75 \text{ km s}^{-1}$). Presenta también alas bastante extensas.

Por substracción del espectro sintético se obtiene un exceso de emisión que procede de la G1V que es, además, la componente que más contribuye al espectro observado.

6.1.17 V815 Her (HD 166181)

Es un sistema binario espectroscópico SB1 no eclipsante, formada por una estrella G5V y otra M1-2V. Nadal et al. (1974), Bopp (1984) y Fernández-Figueroa et al. (1986a) observaron esta estrella en H y K de Ca II encontrando una intensa emisión no desplazada con respecto de la absorción, indicando que la estrella caliente es la componente activa del sistema. La línea $H\alpha$ presenta un llenado de la absorción (Xuefu y Huisong 1986; Eker et al. 1994).

H y K de Ca II

Se han realizado varias observaciones de V815 Her en dos épocas diferentes. Dos observaciones en Jun-85 (Fernández-Figueroa et al. 1986a) y seis observaciones realizadas en Jul-88. En todos los espectros se se observa una intensa emisión en las líneas H y K de

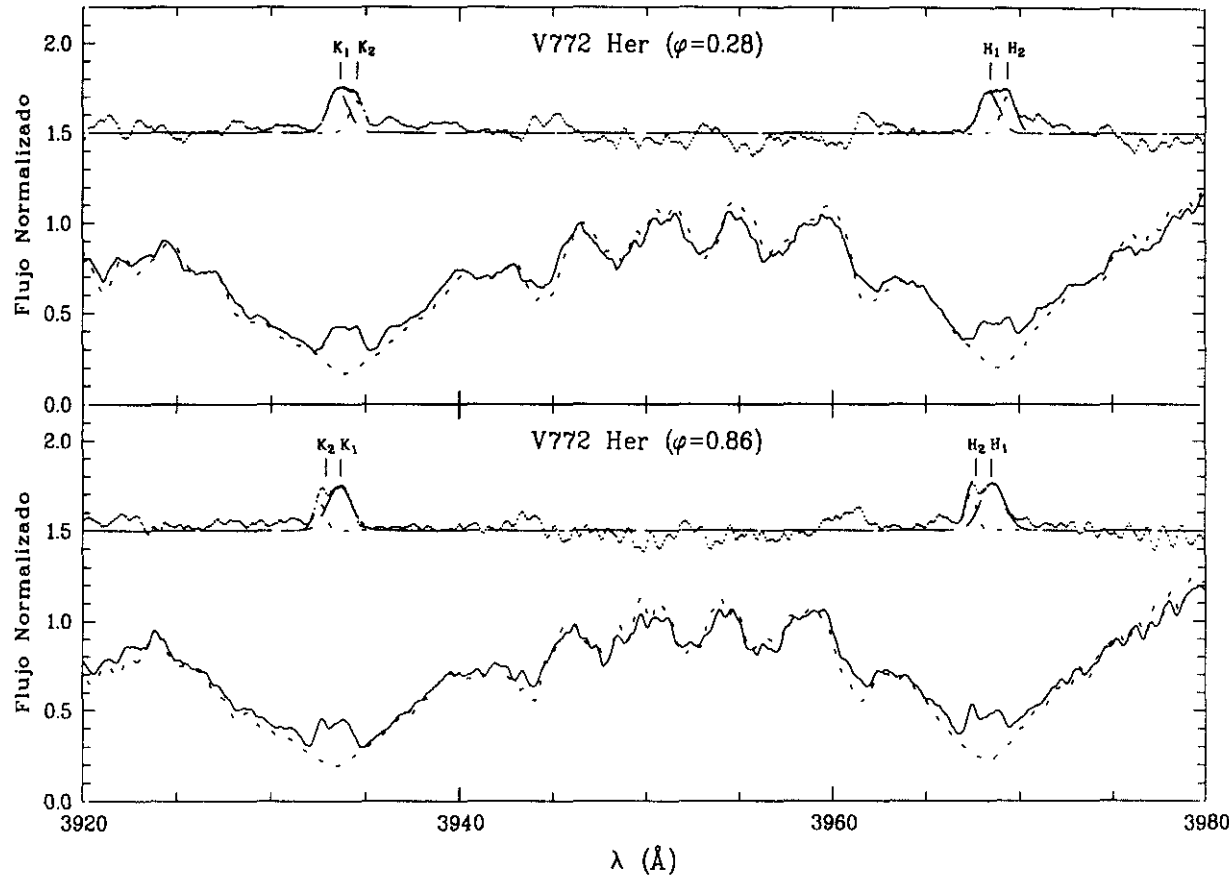


Figura 6.25: H y K de Ca II (V772 Her)

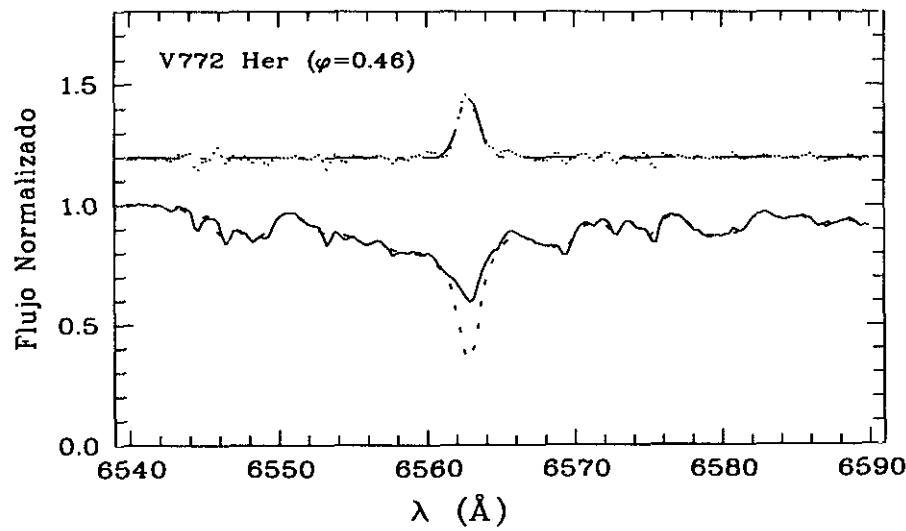


Figura 6.26: H α (V772 Her)

Ca II procedente de la componente caliente, que es la que contribuye principalmente al espectro observado. La emisión observada presenta variaciones muy pequeñas de unas fases a otras, siendo los flujos superficiales obtenidos comparables a los publicados por Bopp (1984) y Fernández-Figueroa et al. (1986a), lo que indica que la actividad cromosférica de este sistema es prácticamente constante durante este intervalo de tiempo.

La substracción del espectro sintético, construido con una estrella no activa de tipo G2V, revela con mayor claridad la presencia de la línea H ϵ en emisión en todos los espectros.

H α

Este sistema se observó en Jul-89 con fase orbital 0.52. En el espectro sólo se observa el núcleo de la línea H α ya que las alas quedan ocultas por otras líneas de absorción superpuestas. La intensidad residual medida resulta ser bastante elevada lo cual indica la existencia de un llenado de la absorción. El espectro sintético se ha construido con una estrella de referencia de tipo G8V. El espectro diferencia muestra la existencia de un importante exceso de emisión, con un ligero exceso, respecto del ajuste Gaussiano, en el ala azul.

6.1.18 BY Dra (HDE 234677)

Sistema binario espectroscópico SB2 formado por dos estrellas de tipo K (K4V/K7.5V) y prototipo del grupo de estrellas al que da nombre. Presenta fulguraciones y variaciones de luz periódicas de baja amplitud atribuidas a la modulación rotacional producida por manchas oscuras en su superficie (Strassmeier et al. 1988; Rodonò y Cutispoto 1992). Se ha observado fuerte emisión en las líneas H y K de Ca II en ambas componentes (Bopp 1984) y emisión H α variable. Tiene un período fotométrico de 3.836 días bastante diferente al período orbital de 5.976, lo que indica que el sistema es joven y todavía no se ha sincronizado.

H y K de Ca II

Se realizaron 6 observaciones de este sistema en Jul-1988 en diferentes fases orbitales. En las observaciones realizadas en fases 0.22, 0.23, 0.71 y 0.73 se observa claramente una fuerte emisión H y K de Ca II en ambas componentes correspondiendo la emisión más intensa a la componente caliente del sistema. Se observa también claramente la emisión H ϵ de ambas componentes. Además de estas emisiones se observa, también, en la parte azul de este espectro la emisión de ambas componentes correspondiente a las dos líneas de Balmer que siguen a H ϵ (H ζ y H η). Las dos emisiones aparecen desplazadas en longitud de onda en acuerdo con la velocidad radial correspondiente a cada una de las fases. Para poder medir el flujo de emisión en las líneas H, K y H ϵ , de cada una de las componentes, ha sido necesario realizar ajustes Gaussianos ya que las emisiones correspondientes a cada componente aparecen muy próximas entre si, (vease Fig. 6.29). En las otras dos observaciones con fases 0.88 y 0.89 no es posible separar la emisión correspondiente a cada componente. La intensidad de las líneas es algo mayor en fase 0.73 que en fase 0.22, sin embargo los flujos

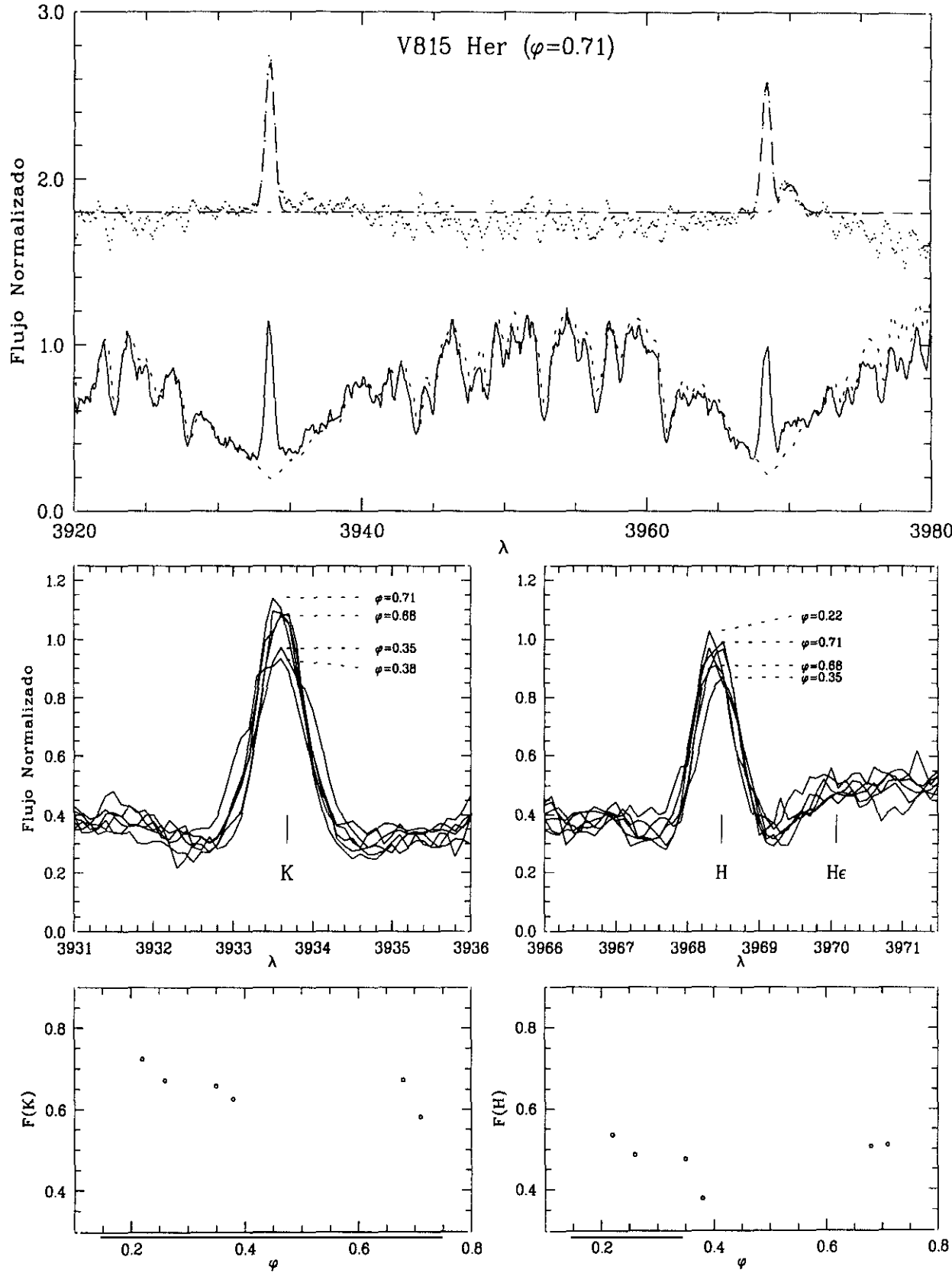


Figura 6.27: H y K de Ca II (V815 Her)

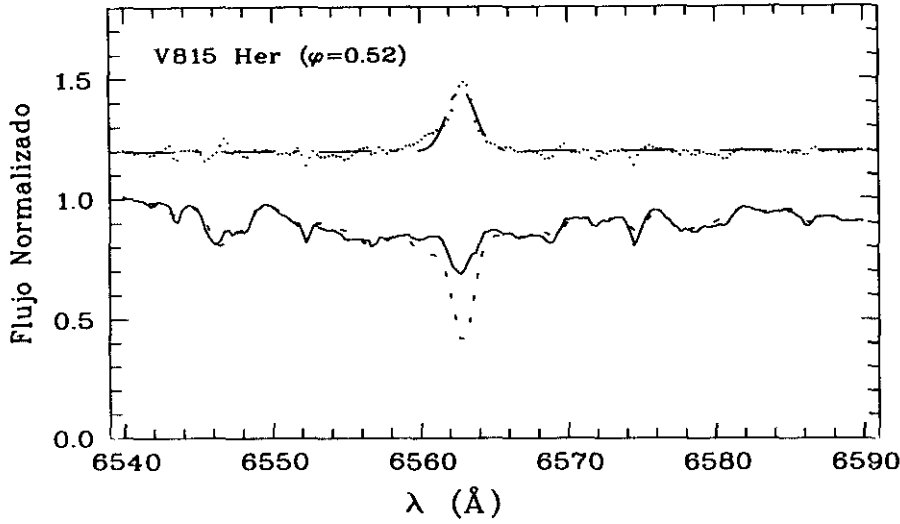


Figura 6.28: $H\alpha$ (V815 Her)

medidos son mayores en fase 0.22.

6.1.19 V775 Her (HD 175742)

Sistema binario formado por estrellas de tipo K0V/(K5-M2V) y clasificado como sistema BY Dra en CABS. La componente caliente es la que presenta intensa emisión H y K de Ca II y emisión $H\alpha$ variable. Strassmeier et al. (1990) indican que además de la emisión H y K de Ca II la línea H ϵ se presenta también en emisión. Xuefu y Huisong (1986, 1987) encontraron que la línea $H\alpha$ presentaba variaciones en una escala de tiempo de horas, pasando de una débil absorción a una emisión por encima del continuo. Eker et al. (1990) encontraron la línea $H\alpha$ completamente llenada por emisión.

H y K de Ca II

Se dispone de cinco observaciones de este sistema realizadas en Jul-1988 en diferentes fases orbitales. En todas ellas se observa una intensa emisión siempre situada en la parte central de la línea de absorción, lo que confirma que la emisión procede de la componente caliente que es a su vez la que más contribuye al espectro observado. Se observa también, en todos los espectros, la línea H ϵ en emisión. La emisión en las cuatro primeras observaciones (27-28 Jun-88) prácticamente no varía, aunque es algo mayor en fase 0.06 que en 0.37. Sin embargo, la última observación (30 Jun-88) presenta una emisión significativamente menor (vease la Fig. 6.30). Los flujos superficiales obtenidos son algo menores que los obtenidos por Strassmeier et al. (1990)

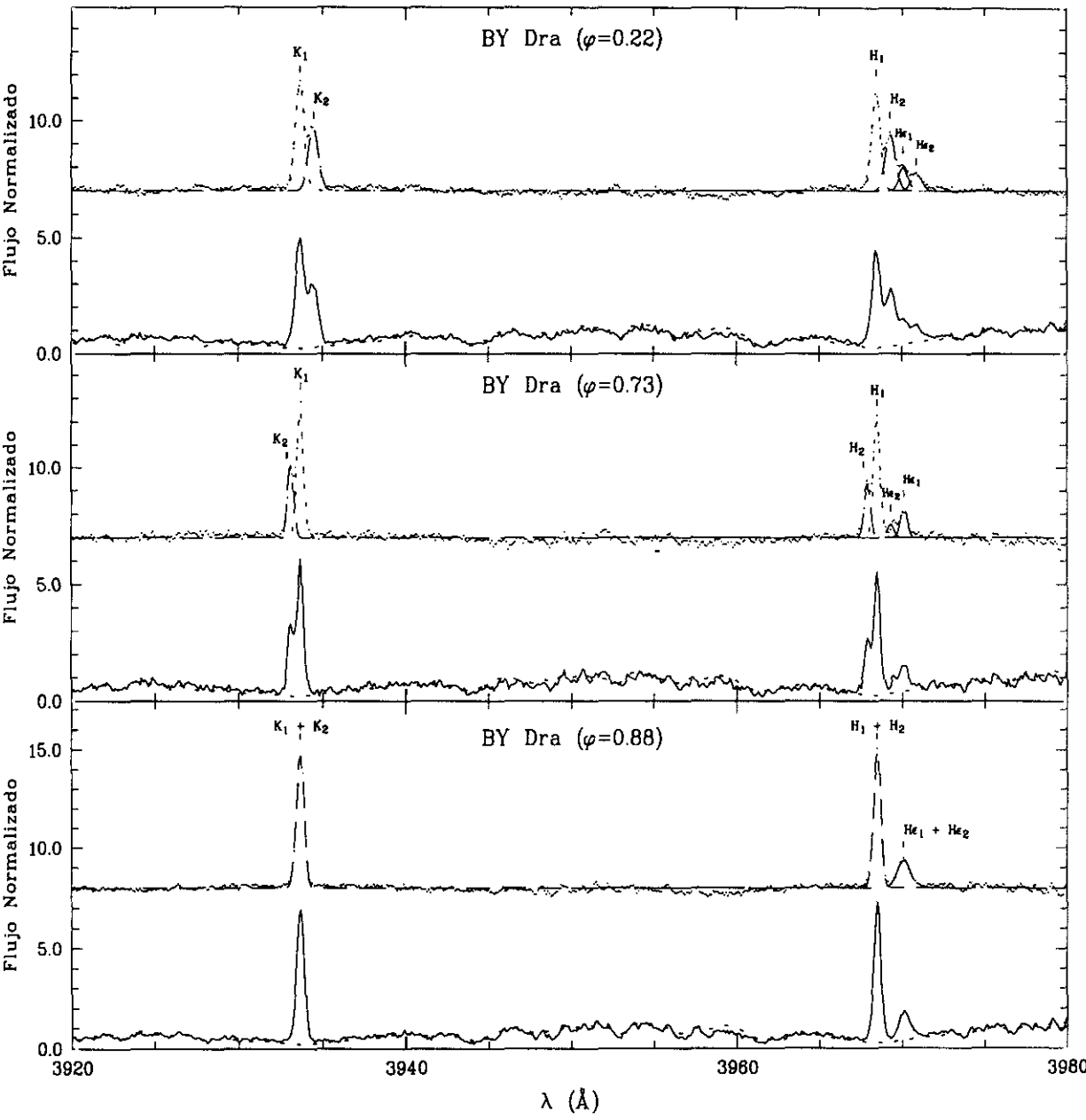


Figura 6.29: H y K de Ca II (BY Dra)

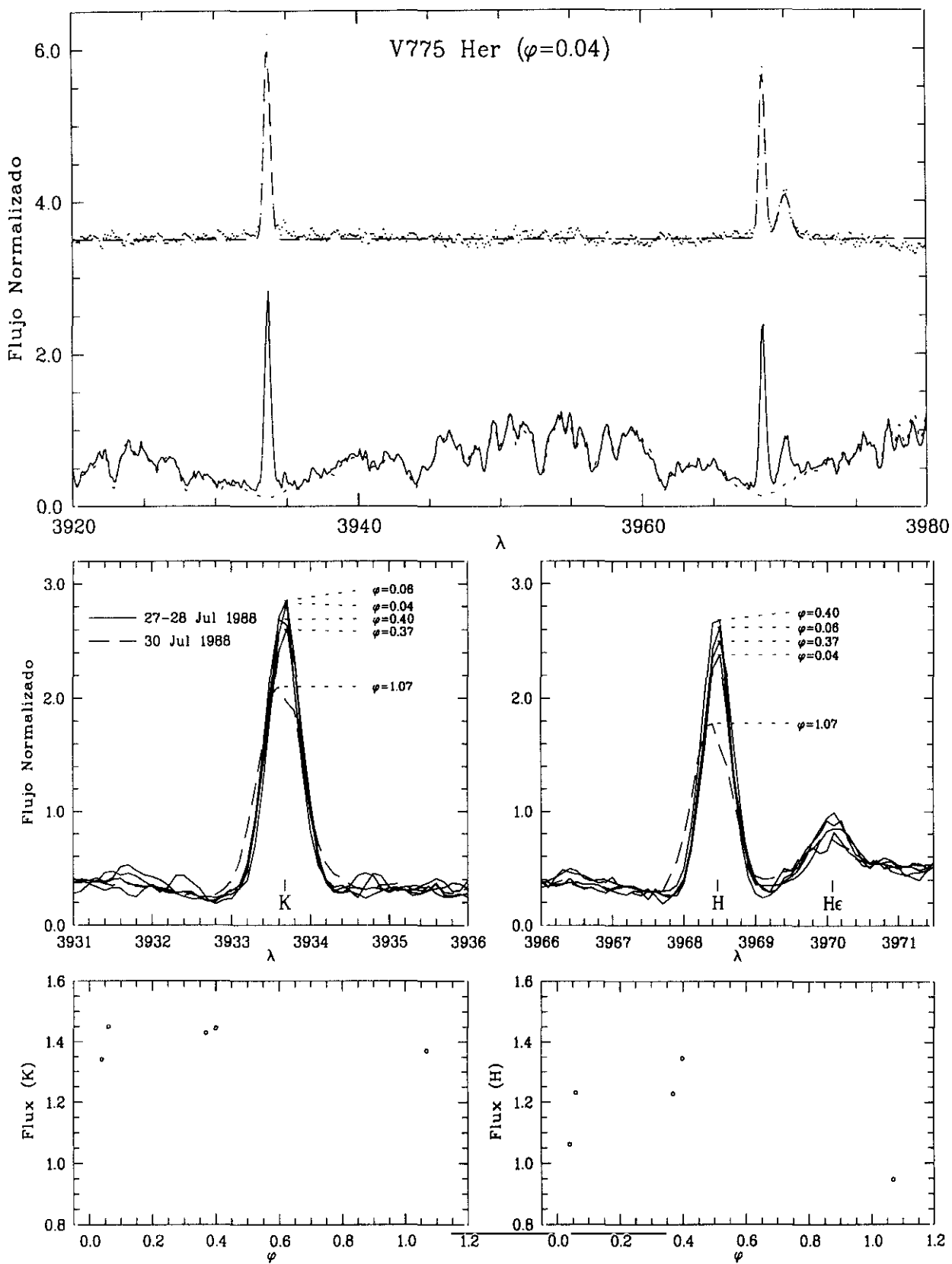


Figura 6.30: H y K de Ca II (V775 Her)

6.1.20 V478 Lyr (HD 178450)

Sistema binario espectroscópico SB1 con una componente caliente de tipo G8V y una componente fría K-M enana (G8V/dK-dM). Fekel et al. (1986) la clasifican como un sistema BY Dra temprano, e indican que la emisión H y K de Ca II procede de la componente caliente y que la línea H α se presenta como una moderada absorción. Strassmeier et al. (1990) encuentran una absorción H α débil y variable, lo cual es también confirmado por los resultados de Eker et al. (1994).

H y K de Ca II

Se dispone de cinco observaciones realizadas en Jul-1988 (fases: 0.40, 0.43, 0.82, 0.85 y 0.77) en las que puede verse una intensa emisión central en las líneas H y K de Ca II y una débil emisión H ϵ . Los flujos superficiales se han obtenido a partir del valor superior para el radio de la componente caliente ($R > 0.9$) dado en CABS. Los valores obtenidos para los flujos presentan una pequeña variación con la fase. El valor más alto corresponde a fase 0.40 mientras que el valor más pequeño se obtiene en el espectro correspondiente al 30 Jul-88 en fase orbital 0.77 (vease la Fig. 6.31). Se ha construido el espectro sintético con una estrella de referencia de tipo G8V, que ha permitido medir con mayor claridad la emisión tanto en H y K como en H ϵ . La variación de la emisión observada en H y K se produce de la misma forma en la emisión H ϵ .

6.1.21 ER Vul (HD 200391)

Sistema binario espectroscópico que presenta el espectro de ambas componentes, catalogado como un sistema RS CVn de corto período ($P_{\text{rot}} = 0.6942$ días), formado por dos estrellas de casi igual masa, radio y luminosidad y con tipos espectrales G0V/G5V (Hill et al. 1990). Este sistema presenta emisión en H y K de Ca II (Bond 1970, Eggen 1978) pero el comportamiento de esta emisión no es conocido. La línea H α presenta un exceso de emisión en ambas componentes (Barden 1985; Lázaro y Arévalo 1994). Este sistema ha sido objeto de numerosos estudios fotométricos Arévalo et al. (1988), Oláh et al. (1994) y referencias citadas en este artículo, que indican la presencia de manchas estelares de larga duración y situadas a latitudes elevadas.

H y K de Ca II

Se tomaron cuatro espectros de este sistema en Jul-88 y otros tres en Jul-89 (Fernández-Figueroa et al. 1990). En estos espectros se observó que ambas componentes presentan emisión en H y K de Ca II siendo la componente caliente menos activa que la componente fría durante las observaciones de Jul-88 y de intensidades muy similares en las observaciones de Jul-89. Se ha construido el espectro sintético en cada caso utilizando estrellas de referencia de tipos G0V y G6IV, y teniendo en cuenta el desplazamiento en longitud de onda observado en la emisión de la línea K, ya que las demás líneas fotosféricas se distinguen con dificultad

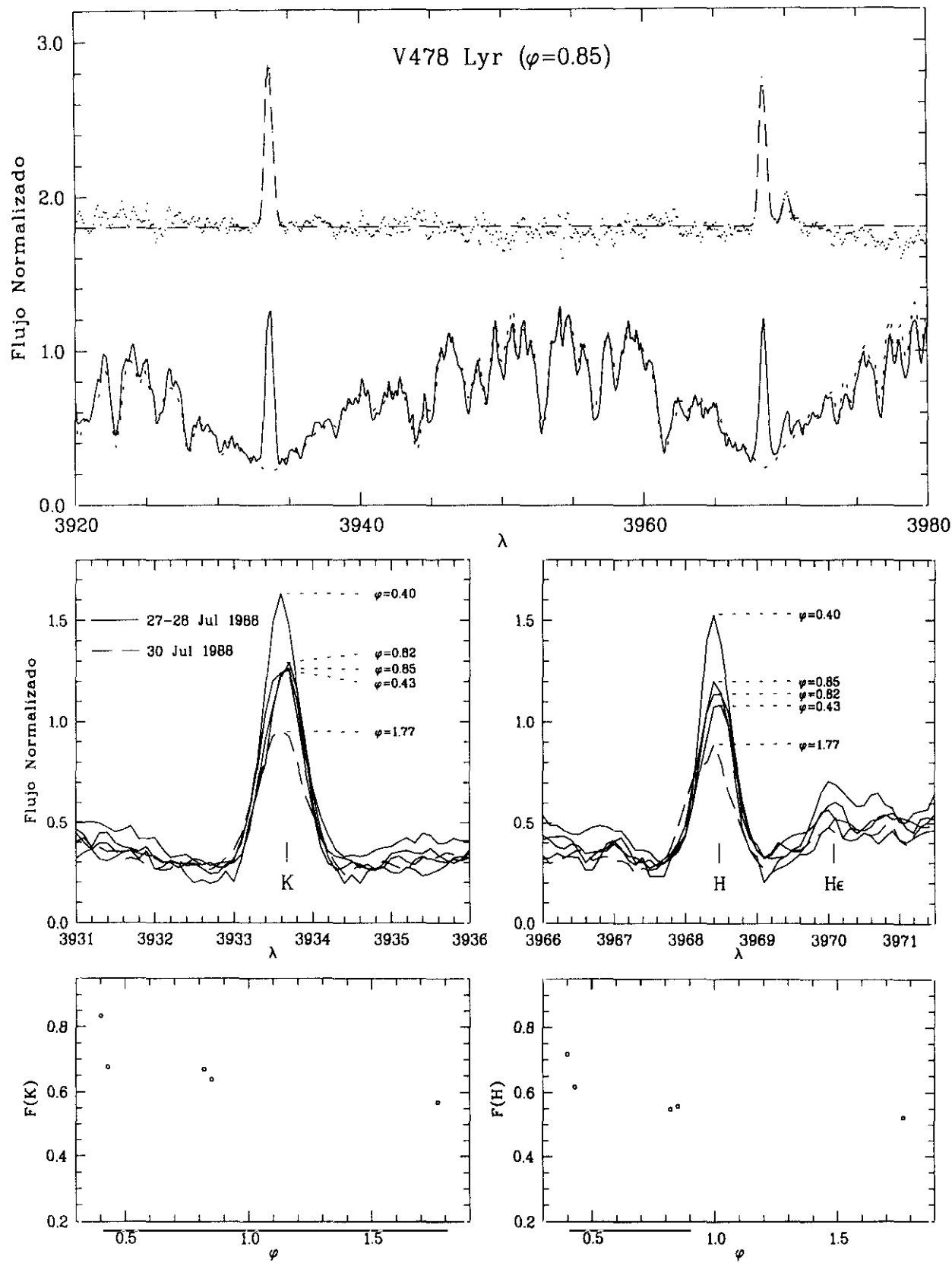


Figura 6.31: H y K de Ca II (V478 Lyr)

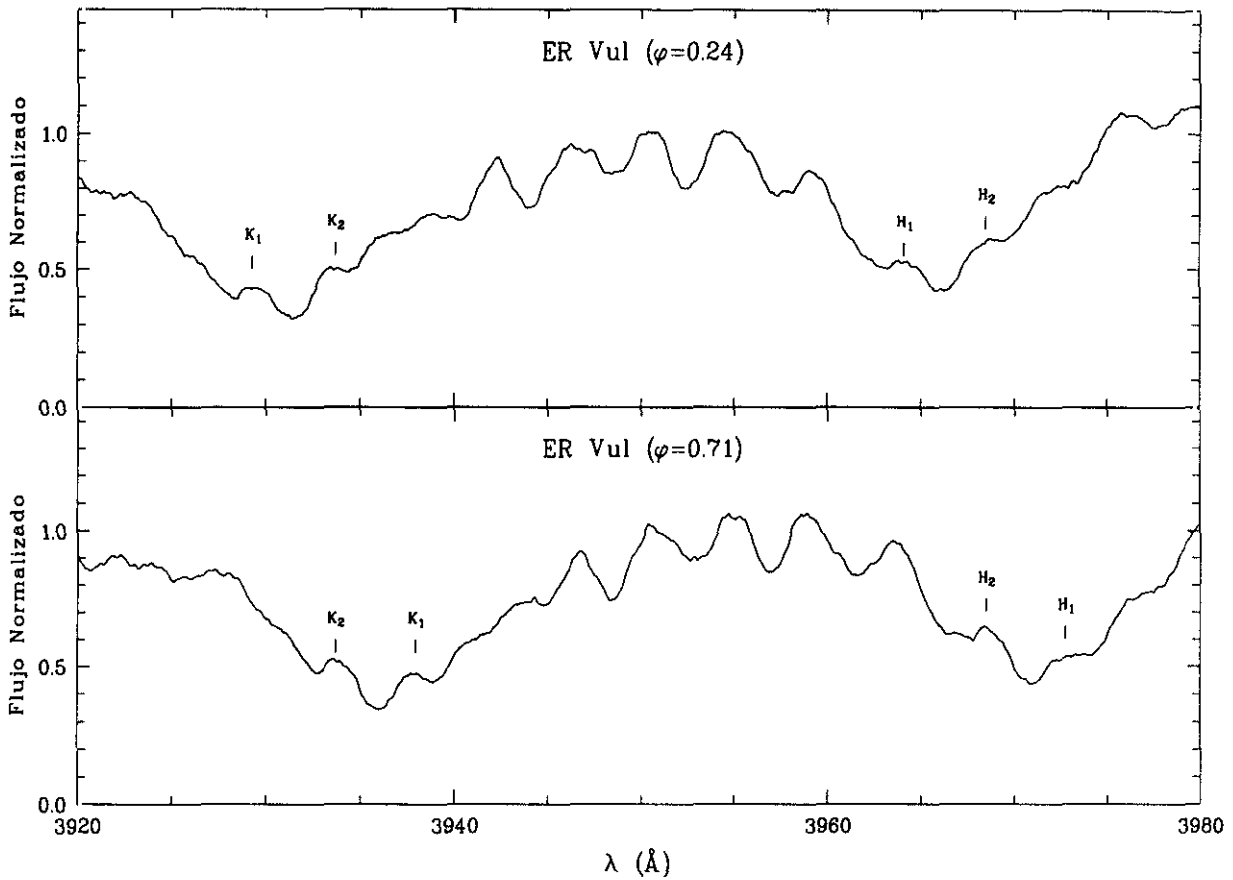


Figura 6.32: H y K de Ca II (ER Vul)

debido al elevado ensanchamiento rotacional que presentan ambas componentes ($V_{\text{sen } i} = 83 \text{ km s}^{-1}$). No se consigue un buen ajuste con el espectro observado, pero el espectro diferencia muestra claramente que las dos componentes presentan emisión siendo algo más intensa la correspondiente a la componente fría.

6.1.22 KZ And (B) (HD 218738)

Componente B del sistema binario visual ADS 16557. Se trata de un sistema binario espectroscópico formado por dos estrellas enanas de tipo K2 (dK2/dK2). CABS clasifica este sistema como BY Dra e indica que presenta emisión H y K de Ca II moderada en ambas componentes y la línea $H\alpha$ en absorción (Bopp y Fekel 1975)

H y K de Ca II

Se dispone de dos observaciones de este sistema. Uno de los espectros se realizó en Jul-89 en fase orbital 0.33 y el otro en Dic-92 en fase 0.39. En ambos espectros se observan dos intensas emisiones desplazadas en longitud de onda de acuerdo con la velocidad radial correspondiente a la fase orbital. Se observa también la línea He en emisión en una de

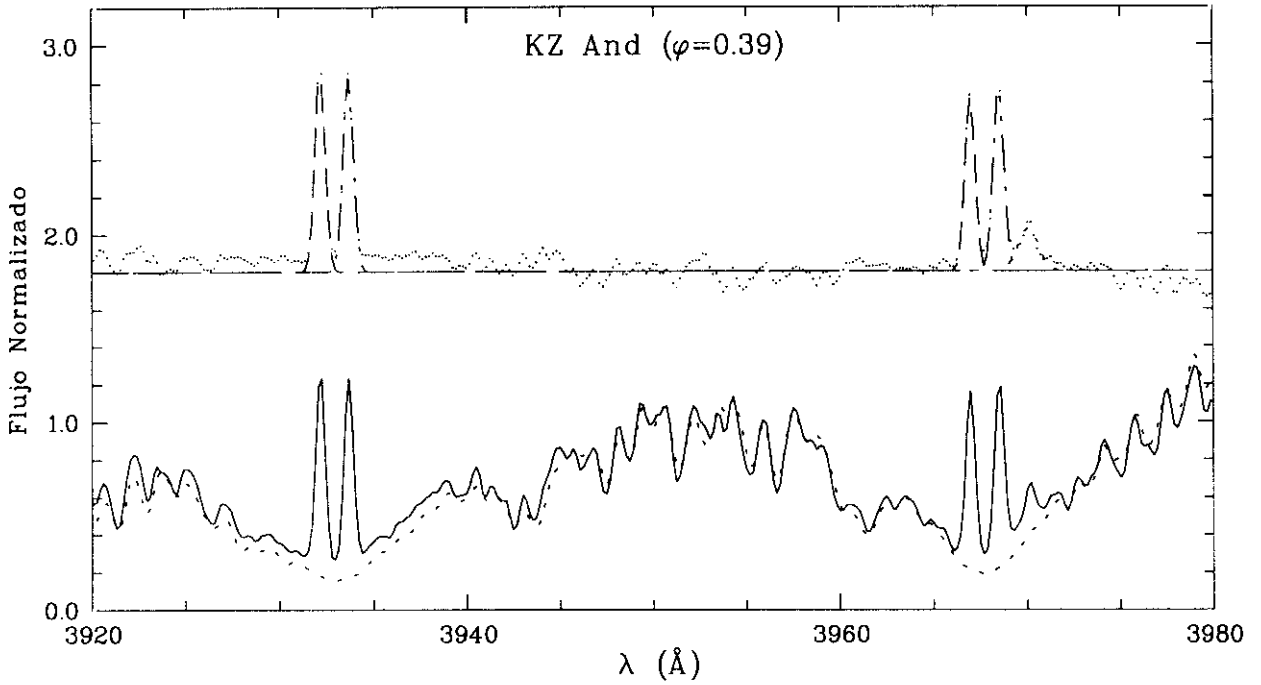


Figura 6.33: H y K de Ca II (KZ And)

las componentes. Las dos emisiones son prácticamente iguales como sería de esperar al tratarse de dos estrellas del mismo tipo espectral. La línea H de la componente secundaria se presenta algo más intensa porque se superpone a la emisión H ϵ de la componente primaria. El espectro sintético se ha construido con dos estrellas K1V no activas, contribuyendo las dos por igual al espectro observado. Los flujos superficiales en ambas componentes se han obtenido a partir del valor superior para el radio ($R > 0.74$) dado por CABS. Se observa que las emisiones son algo mayores en el espectro de Jul-89 que en el de Dic-92.

H β

Se dispone también de una observación de este sistema en la región de la línea H β realizada en Dic-92 con fase orbital 0.40. En este espectro se ven las líneas de absorción fotosféricas de las dos componentes del sistema, la línea H β se ve como una débil absorción, también de ambas componentes, pero solapada con otras líneas de absorción. El espectro sintético se ha construido con dos estrellas de referencia de tipo K2V teniendo en cuenta el desplazamiento en longitud de onda (1.87 \AA) y la contribución relativa de cada componente (0.6/0.4) observada en las líneas fotosféricas. En el espectro substraído se observa un pequeño exceso de emisión de ambas componentes, como era de esperar teniendo en cuenta que las dos emiten en H y K de Ca II.

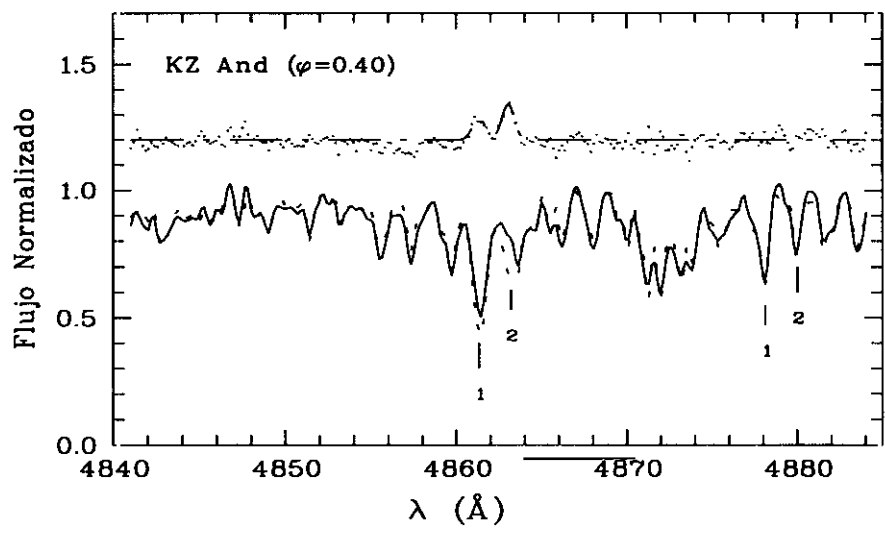


Figura 6.34: $H\beta$ (KZ And)

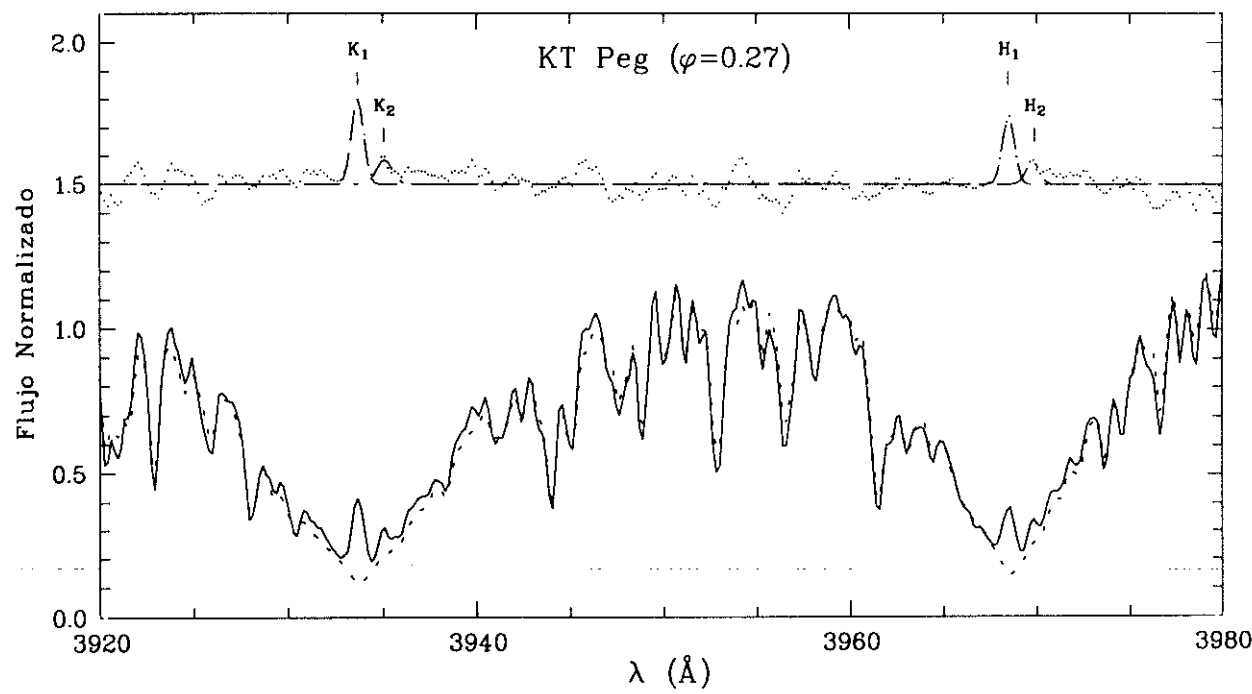


Figura 6.35: H y K de Ca II (KT Peg)

6.1.23 KT Peg (HD 222317)

Sistema binario espectroscópico SB2 con tipos espectrales G5V/K6V. En CABS sólo se dice que el sistema presenta emisión en H y K de Ca II y no se dice nada sobre el comportamiento de la línea $H\alpha$.

H y K de Ca II

Se ha realizado una observación de este sistema en Dic-92 con una fase orbital 0.27. En el espectro se ve emisión en las líneas H y K de Ca II de las dos componentes del sistema. La emisión más intensa y centrada con la absorción corresponde a la componente caliente del sistema que es la que más contribuye al espectro observado (0.9/0.1, según lo calculado con los radios y T_{eff} de las componentes). La emisión menos intensa y desplazada hacia el rojo en $\Delta\lambda=1.4$ (de acuerdo con el desplazamiento calculado partir de la fase orbital) corresponde a la componente fría. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos G2V y K1V y con la contribución de cada componente antes mencionada. La emisión de cada componente se ha determinado en el espectro diferencia con un ajuste Gaussiano.

6.2 Grupo 2.

(Componente activa de clase de luminosidad IV)

6.2.1 AR Psc (HD 8357)

Sistema binario espectroscópico clasificado en CABS como K2V/? mientras que Bopp (1984) lo clasifica como G5III y Fekel et al. (1986) como /G8IV. El espectro de esta estrella muestra una fuerte emisión en K de Ca II, clase A (García et al. 1980; Bopp 1984; Fekel et al. 1986). Xuefu y Huisong (1986) encuentran que este sistema tiene una fuerte línea de emisión $H\alpha$, siendo la intensidad de la línea 1.29 veces más alta que el nivel del continuo, con una FWHM = 1.4 Å. La intensidad de la línea varía fuertemente con la fase orbital. La velocidad radial de la emisión $H\alpha$ está de acuerdo con la velocidad radial deducida de las líneas metálicas de la estrella primaria por lo que la emisión $H\alpha$ de este sistema se origina probablemente en dicha estrella.

Fekel et al. (1986) deducen de sus observaciones un período orbital de 14.30 días y una excentricidad de 0.19, lo cual indica que se trata de un sistema con actividad cromosférica bastante inusual. La única gigante o subgigante con un P_{orb} tan corto y una excentricidad tan grande es HD 10909 y posiblemente 54 Cam. Las observaciones en $H\alpha$ de estos autores muestran que la línea está en emisión en la estrella más masiva, mientras que la estrella menos masiva presenta una débil absorción estando alguna vez en emisión. El cambio de las velocidades radiales relativas de las dos líneas hace que éstas se mezclen de diferentes formas dando lugar a la mayor parte de las variaciones observadas en el perfil $H\alpha$.

H y K de Ca II

Se realizaron tres observaciones en Nov-86 en fases (0.33, 0.39 y 0.67) en todas ellas puede verse una intensa emisión (1.84 por encima de la absorción) centrada con la absorción lo que indica que la emisión procede de la componente G8IV que es a su vez la componente que contribuye principalmente al espectro. Puede verse también claramente la línea He en emisión en los tres espectros. Se ha aplicado la técnica de substracción espectral para determinar la EW de la emisión y no se han encontrado variaciones apreciables entre las tres observaciones.

$H\alpha$

Este sistema fue observado en Nov-86 con fase orbital 0.61. En él se observa una fuerte emisión que parece estar superpuesta al lado azul de la línea de absorción de la otra estrella, con un desplazamiento en longitud de onda que se corresponde con el calculado con la fase orbital.

Por substracción espectral se obtiene un importante exceso de emisión $H\alpha$. Este elevado nivel de actividad está de acuerdo con otras observaciones anteriores de este sistema en las cuales también se habían observado intensas emisiones $H\alpha$, así como con la fuerte emisión

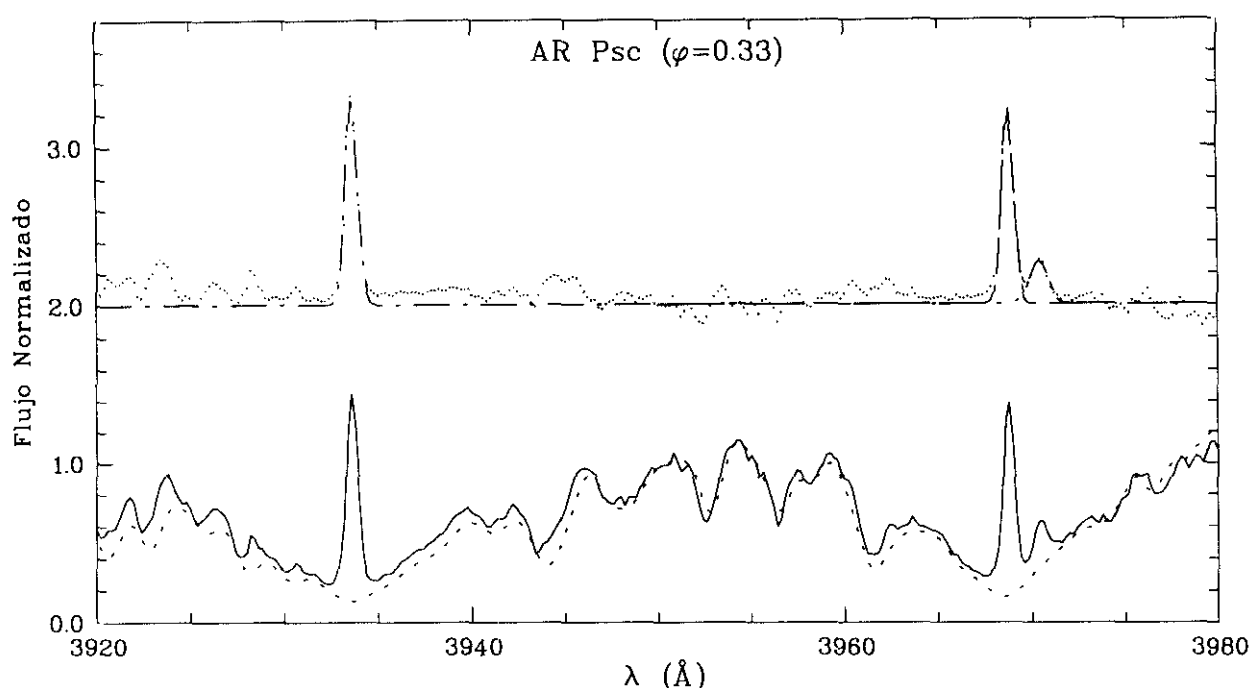


Figura 6.36: H y K de Ca II (AR Psc)

observada en H y K de Ca II. Sin embargo, su período de rotación es elevado ($P = 14.3$ días) al contrario de lo que suele suceder en los sistemas con niveles altos de actividad.

H β

Se dispone de una observación de este sistema en la región de la línea H β realizada en Dic-92 con fase orbital 0.36. En este espectro se observan las líneas de ambas componentes con un desplazamiento en λ que se corresponde con el calculado a partir de la fase orbital. La línea H β apenas se distingue del continuo debido al llenado por emisión cromosférica. El espectro sintético se ha construido con dos estrellas de referencia de tipo espectral K2V y teniendo en cuenta la contribución relativa de cada componente (0.35/0.65) obtenida a partir de la intensidad relativa observada en las líneas fotosféricas. El espectro diferencia pone de manifiesto un importante exceso de emisión, lo cual está de acuerdo con la intensa emisión también observada en H α .

El cociente entre las EW de los excesos de emisión en H α y en H β obtenido, es de 3.92 y una vez corregido de la diferencia de flujo en ambas líneas y de la diferencia de color de las regiones espectrales en las que se encuentran ambas líneas, según Hall y Ramsey (1992) es de 4.03, lo cual indica que la emisión debe provenir de regiones de tipo protuberancia según los resultados de Buzasi (1993).

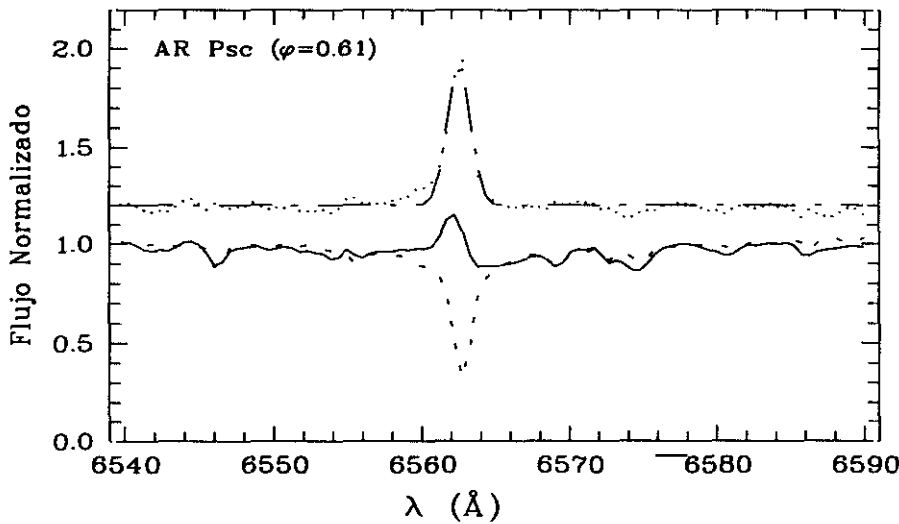


Figura 6.37: H α (AR Psc)

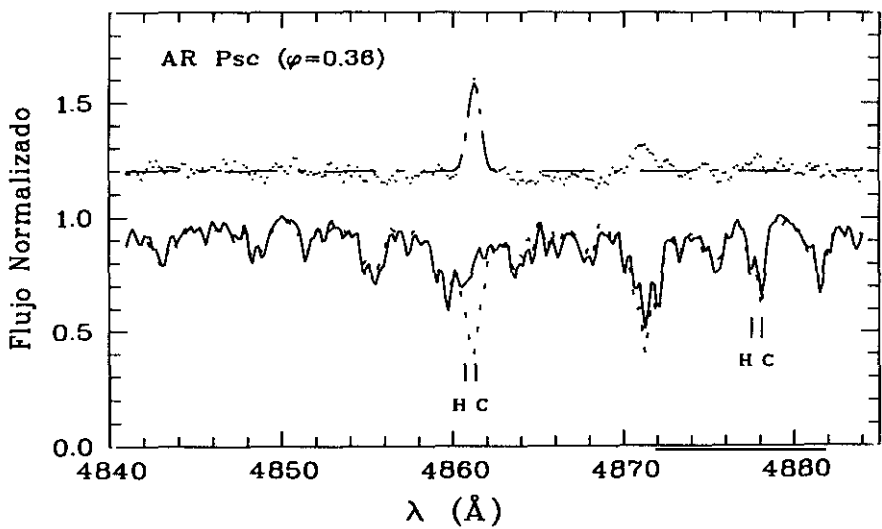


Figura 6.38: H β (AR Psc)

6.2.2 LX Per (BD +47 781)

Sistema binario eclipsante SB2 con tipos espectrales G0IV/K0IV. CABS indica que el sistema presenta emisión H y K de Ca II procedente de la componente fría ($I_K=3$) y que la línea $H\alpha$ se presenta en absorción. Hall y Ramsey (1992) encuentran un pequeño llenado de la absorción $H\alpha$ y $H\beta$.

H y K de Ca II

Se realizaron cuatro observaciones de este sistema (Fernández-Figueroa et al. 1986b) en las que se observó una clara emisión procedente de la componente fría. No se encontraron variaciones apreciables en los flujos de emisión de una observación a otra.

6.2.3 UX Ari (HD 21242)

Sistema RS CVn bien conocido que muestra el espectro de ambas componentes, cuyos tipos espectrales son G5V/K0IV y que presenta intensas emisiones en H y K de Ca II de la componente fría (Carlos y Popper 1971), posteriormente Huenemoerder et al. (1989) encontraron que la componente caliente presenta también una débil emisión en Ca II y que la emisión por encima del continuo en la línea $H\alpha$, previamente observada por Bopp y Talcott (1978) y Nations y Ramsey (1980), proviene de la componente fría. Simon et al. (1980) y Huenemoerder et al. (1989) encontraron evidencias de la existencia de un flujo de masa entre las dos componentes.

H y K de Ca II

El espectro de este sistema en fase orbital 0.92 presenta una intensa emisión en H y K de Ca II procedente de la componente fría y la línea $H\epsilon$ como una débil emisión. La emisión aparece desplazada hacia el azul con respecto de la absorción observada, lo cual está de acuerdo con la fase orbital y nos indica además que la estrella que más contribuye al espectro observado es la componente caliente y no la fría como se obtiene al calcular la relación de luminosidades utilizando los radios dados en CABS. El espectro sintético se ha construido, teniendo en cuenta esto, con dos estrellas de referencia de tipos G5V y G8IV, obteniéndose un buen ajuste con el espectro observado.

En esta fase orbital no es posible ver la débil emisión de la componente caliente detectada por Huenemoerder et al. (1989).

$H\alpha$

En el espectro en la región de la línea $H\alpha$ en fase orbital 0.93 puede verse una clara emisión por encima del continuo, procedente de la componente fría, superpuesta a una débil absorción de la componente caliente. El desplazamiento observado entre ambas líneas está de acuerdo con la fase orbital calculada. El perfil de la línea en el espectro diferencia muestra un exceso de emisión en el ala azul y un débil exceso de absorción en el ala roja.

$H\beta$

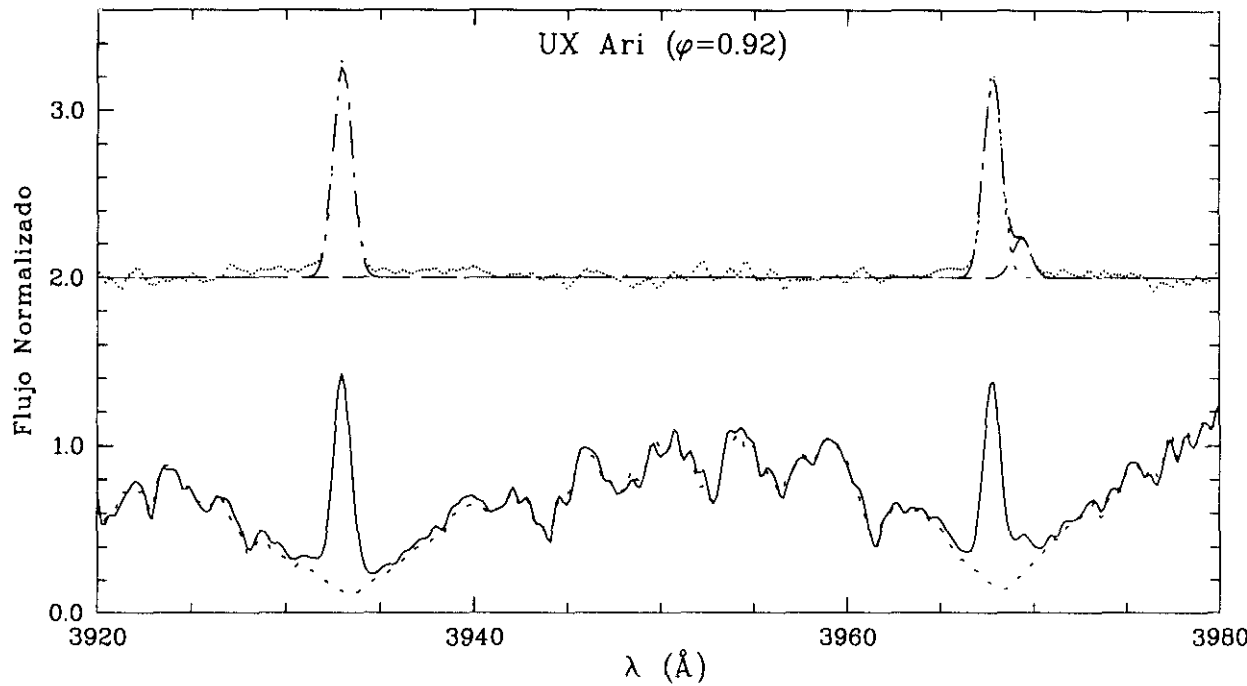


Figura 6.39: H y K de Ca II (UX Ari)

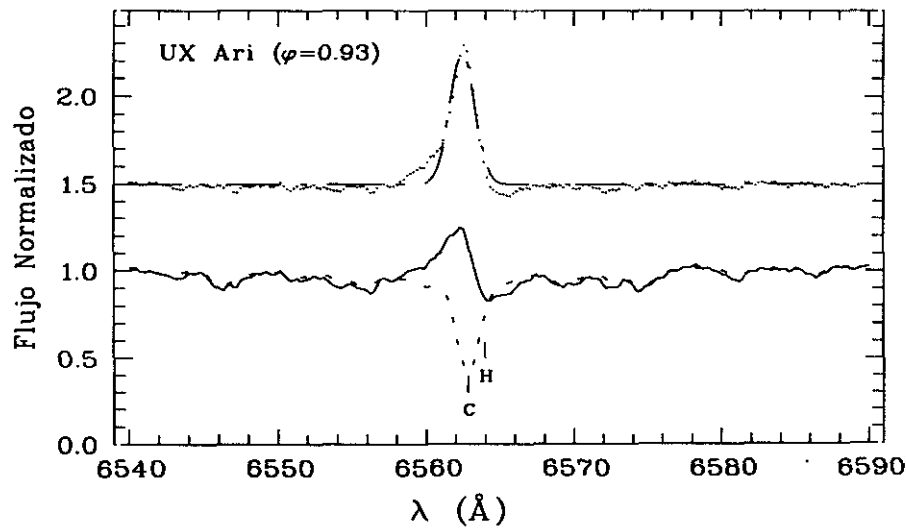
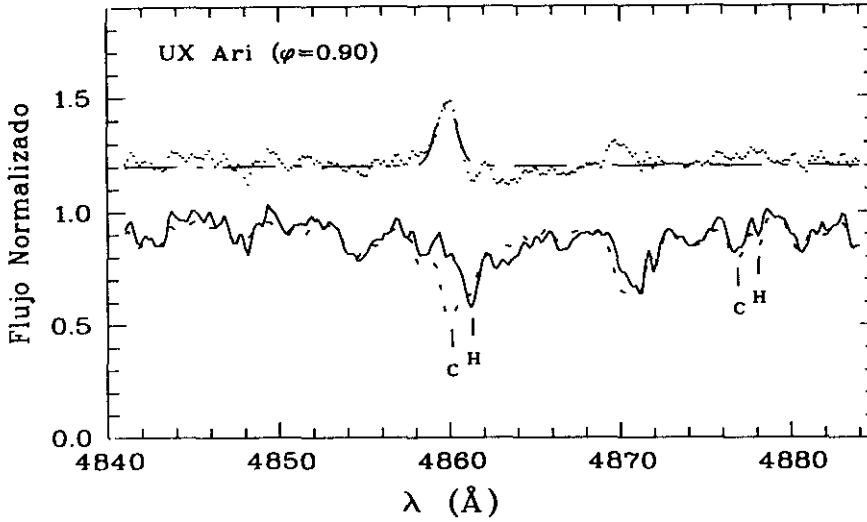


Figura 6.40: H α (UX Ari)

Figura 6.41: H β (UX Ari)

Se dispone de una observación de este sistema en la región de la línea H β realizada en Dic-92 con fase orbital 0.90. En este espectro se observan las líneas de ambas componentes con un desplazamiento en λ que se corresponde con la fase orbital. La línea H β de la componente caliente se observa como una clara línea de absorción desplazada hacia el rojo, mientras que la de la componente fría, desplazada hacia el azul, apenas se distingue del continuo debido al llenado por emisión cromosférica. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos espectrales G0V y K2V. El espectro diferencia pone de manifiesto un importante exceso de emisión procedente de la componente fría. Comportamiento que está de acuerdo con la emisión que también se observa en H α .

El cociente entre las EW de los excesos de emisión en H α y en H β obtenido es de 4.19, lo cual indica que la emisión debe provenir de regiones de tipo protuberancia.

6.2.4 V711 Tau (HR 1099, HD 22468)

Sistema binario RS CVn de período intermedio ($P_{\text{orb}} = 2.837$ días) no eclipsante y que presenta el espectro de ambas componentes. Se trata de la componente A del sistema binario visual ADS 2644 AB.

Ha sido uno de los sistemas RS CVn más estudiado e intensamente observado en UV, óptico, infrarrojo, radio y rayos X.

- Wilson (1964) fue el primero en observar la línea H α en emisión en esta estrella.
- Bopp y Fekel (1976) son los primeros en clasificarla como un sistema RS CVn encontrando que la línea H α aparecía muy ancha en una de sus observaciones mientras que en las demás aparecía mucho más estrecha.
- Bopp y Talcott (1978) señalan que la EW (H α) tiene un valor medio de 0.8 Å pero

que puede variar en un 50% en intervalos de varios días. No estando estas variaciones claramente relacionadas con fulguraciones.

– La emisión $H\alpha$ es aparentemente variable en escalas de tiempo cortas durante las tormentas en radio ondas (en particular en un intervalo de varias horas en las intensas tormentas en radio del 8-2-1977).

No se encuentra una modulación de la EW con la fase lo que indica que la actividad no está localizada sino que presenta una gran extensión en longitud.

CABS indica que este sistema presenta una intensa emisión H y K de Ca II en las las dos componentes del sistema y que la línea $H\alpha$ se presenta en emisión .

H y K de Ca II

Se realizaron cuatro observaciones de este sistema en la región de las líneas H y K de Ca II, dos en Nov-86 con fases 0.16 y 0.57 y otras dos en Feb-88 con fases 0.46 y 0.83. En los espectros obtenidos en fases 0.16 y 0.83 fue posible, con ajustes Gaussianos, separar la emisión correspondiente a las dos componentes que presentan niveles de actividad muy diferentes ya que la emisión correspondiente a la componente K1IV es muy intensa (1.76 respecto de la absorción) mientras que la emisión de la componente G5IV es muy pequeña. En la región de la línea H de estas observaciones fue necesario realizar un ajuste a tres Gaussianas ya que la línea $H\epsilon$ en emisión se solapaba con las dos emisiones H de Ca II.

En las otras dos observación en fases 0.57 y 0.46 no fue posible separar las dos componentes y sólo se pudo medir el flujo total en H y en K de Ca II y también el correspondiente a $H\epsilon$ en emisión de la componente fría.

Se observa alguna variación en los flujos de emisión medidos en estas cuatro observaciones, siendo mayores los valores en 1986 que en 1988.

$H\alpha$

Se tienen dos observaciones de este sistema realizadas en Nov-86 con fases orbitales 0.20 y 0.26. Una observación en Feb-88 en fase 0.88 y otra en Dic-92 en fase 0.13. En todas ellas se observa la línea $H\alpha$ como una fuerte emisión sobre el continuo con una asimetría que cambia con la fase orbital y que puede ser producida por la absorción $H\alpha$ de la componente caliente.

El espectro sintético se ha construido utilizando una relación de luminosidades de $\alpha = 0.19$. El espectro diferencia presenta un perfil asimétrico pero no es posible observar la contribución a la emisión de la componente caliente encontrada por Fraquelli (1984), utilizando una relación de luminosidad diferente, lo cual está de acuerdo con los resultados encontrados por Gondoin (1986). Por lo tanto, podemos decir que la componente primaria es la única fuente de emisión cromosférica y que ésta proviene de capas atmosféricas en la que existen movimientos con velocidades relativamente altas. Las EW de los excesos de emisión obtenidas son mayores en las dos observaciones de 1986 que en las de 1988 y 1992, pero las variaciones observadas son menores que las encontradas por otros autores Fraquelli (1984),

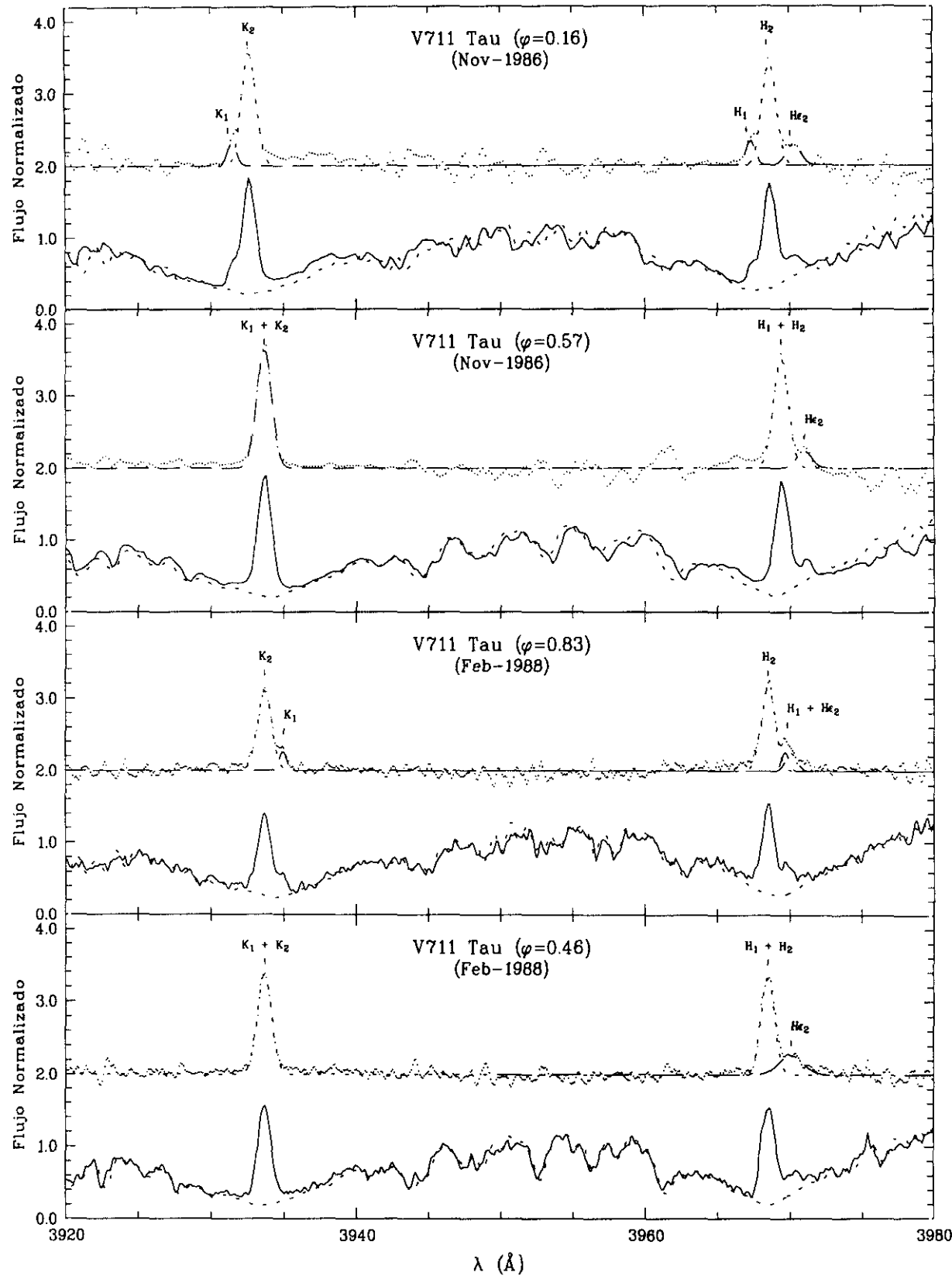


Figura 6.42: H y K de Ca II (V711 Tau)

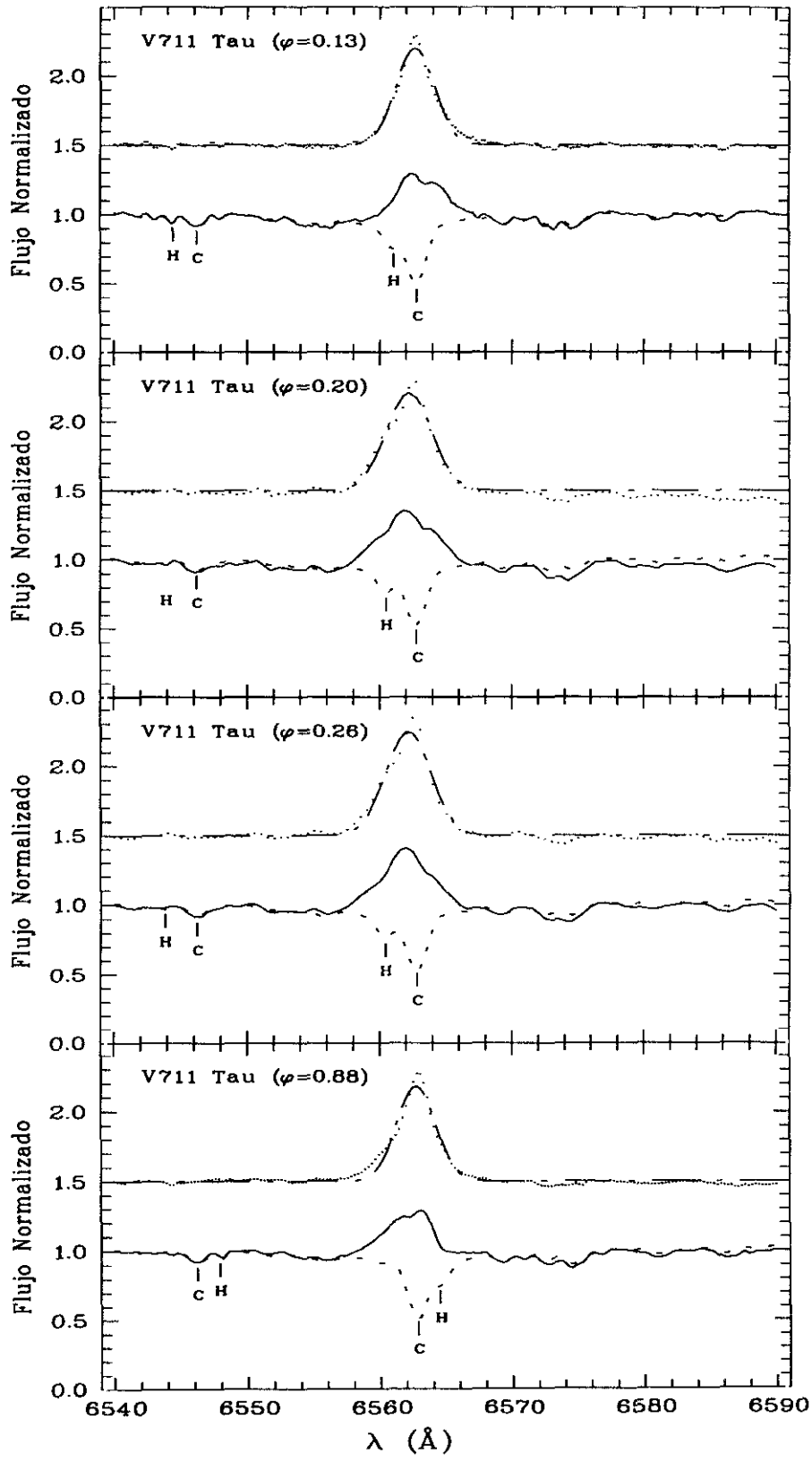


Figura 6.43: H α (V711 Tau)

Nations y Ramsey (1986), Strassmeier et al. (1990) y Frasca y Catalano (1994). Este mayor nivel de actividad en $H\alpha$ en 1986 se corresponde con el mayor valor de la emisión en $Ca II$ obtenido también por nosotros, en observaciones realizadas en la misma época.

6.2.5 EI Eri (HD 26337)

Sistema binario espectroscópico SB1 no eclipsante de tipo espectral G5IV. Fekel et al. (1987) determinaron un período orbital de 1.94722 días, una relación de masas mayor que 1 y un radio mínimo que indica que la primaria llena casi por completo su lóbulo de Roche. Las observaciones fotométricas de Hall et al. (1987) indican que las manchas estelares de este sistema evolucionan de forma rápida y que su rotación es sincrónica ya que el período fotométrico es de 1.945 días. Bidelman y MacConnell (1973) observaron H y K de $Ca II$ en emisión en este sistema, lo cual fue confirmado por las observaciones de Fekel (1980) y Strassmeier et al. (1990). Fekel et al. (1986, 1987) encontraron que la línea $H\alpha$ es muy débil y de intensidad bastante variable.

H y K de $Ca II$

Se dispone sólo de una observación realizada en Ene-88 en fase 0.94 en la cual se puede ver una emisión bastante ancha pero que sólo es 0.88 veces el nivel de la absorción. El espectro sintético se ha construido con una estrella G6V no activa, no se ha conseguido un buen ajuste debido a que el espectro de EI Eri presenta bastante ruido. Como el radio de la componente activa es desconocido se ha calculado el flujo superficial utilizando la calibración de Pasquini et al. (1988).

$H\alpha$

Se ha obtenido un espectro de este sistema en la región de la línea $H\alpha$ en fase orbital 0.13 en el cual la línea $H\alpha$ se presenta como una absorción.

El espectro sintético se ha construido utilizando una estrella de referencia de tipo G8V. En el espectro substraído se observa un claro exceso de emisión con una EW de 0.39 Å, que es algo menor que el valor dado por Strassmeier et al. (1990) y Frasca y Catalano (1994).

6.2.6 VV Mon (BD -05 1935)

VV Mon es una binaria eclipsante SB2 clasificada como G2IV/K0IV. El espectro de este sistema está dominado por la componente K0IV que está fuertemente afectada por ensanchamiento rotacional y está muy próxima a llenar su lóbulo de Roche (78% Popper, 1988). Popper (1976) encontró emisión en H y K de $Ca II$ procedente de la componente fría. Xuefu y Huison (1987) encontraron $H\alpha$ en absorción.

$H\alpha$

De nuestro espectro en $H\alpha$ tomado en fase orbital 0.70 se deduce que este sistema presenta una emisión asimétrica y débil de la componente fría y una absorción débil de la componente

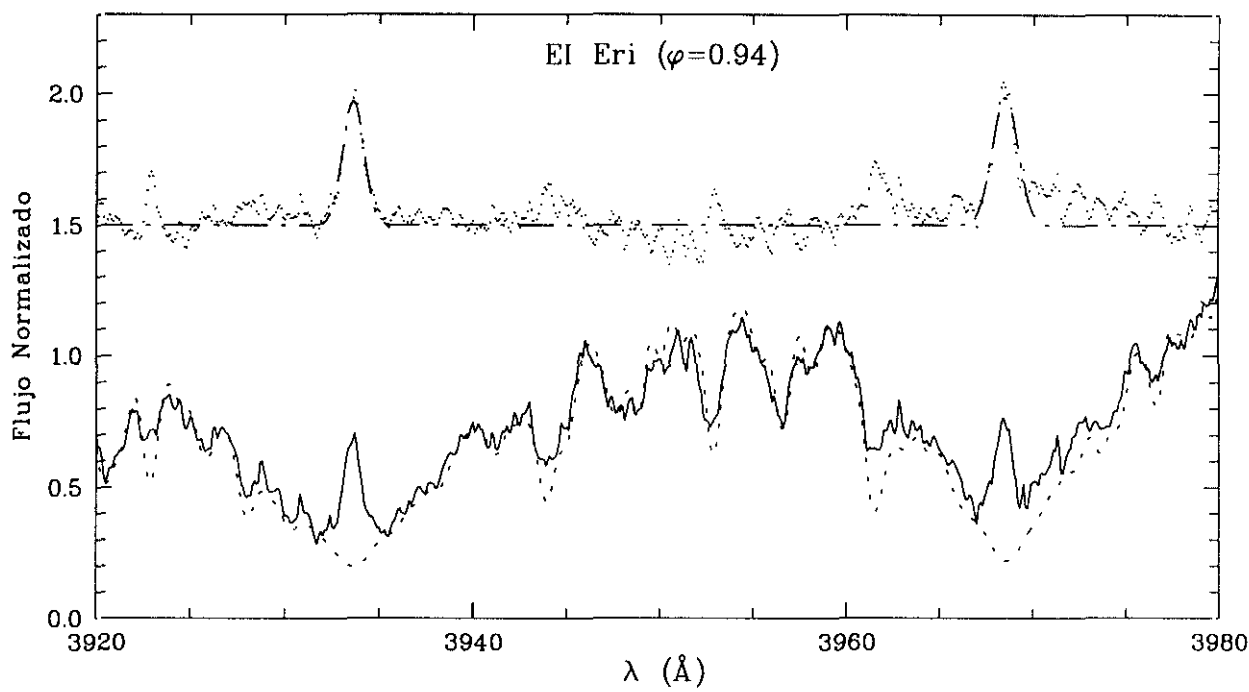


Figura 6.44: H y K de Ca II (El Eri)

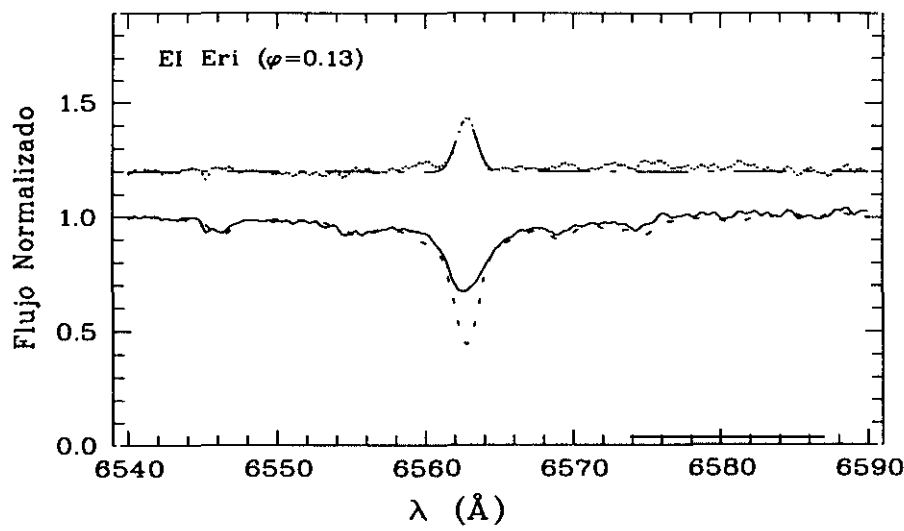
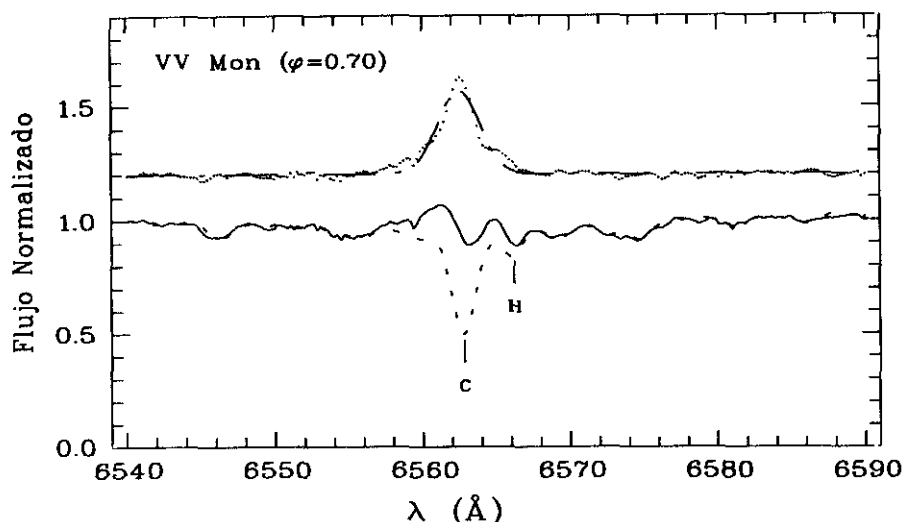


Figura 6.45: H α (El Eri)

Figura 6.46: H α (VV Mon)

caliente. Se obtiene un ajuste aceptable cuando se utilizan como estrellas componentes una G1IV y una K0IV a la hora de construir el espectro sintético. En el espectro diferencia se observa un importante exceso de emisión, con alas asimétricas.

6.2.7 54 Cam (AE Lyn, HD 65626, HR 3119)

Es una binaria espectroscópica con un espectro de ambas componentes que presentan líneas con intensidades muy similares. Inicialmente fue clasificada como F9IV/F9IV pero posteriormente Strassmeier y Fekel (1990) la clasificaron como F9IV/G5IV. Sólo una de las componentes parece tener líneas de emisión en H y K de Ca II (Strassmeier et al. 1990). El período orbital difiere significativamente del período fotométrico.

Fernández-Figueroa et al. (1986c) estudian las líneas h y k de Mg II y encuentran un perfil algo complicado que explican con el modelo de tubos magnéticos con transferencia de masa propuesto por Simon et al. (1980) para explicar los perfiles observados en UX Ari. Según este modelo la masa que se está transfiriendo de la secundaria a la primaria produce una asimetría hacia el rojo, así como una mayor complejidad en las líneas observadas.

La línea H α presenta moderadas absorciones en ambas componentes (CABS). Strassmeier et al. (1990) encuentran una EW (H α) bastante pequeña en el espectro compuesto al compararlo con una estrella de referencia. Frasca y Catalano (1994) obtienen un valor algo mayor.

H y K de Ca II

Se dispone de tres observaciones realizadas en Nov-86 y en otra observación realizada en Feb-88. En los cuatro espectros se ve una débil emisión que se desplaza con respecto del centro de la absorción de una observación a otra, indicando que la emisión proviene

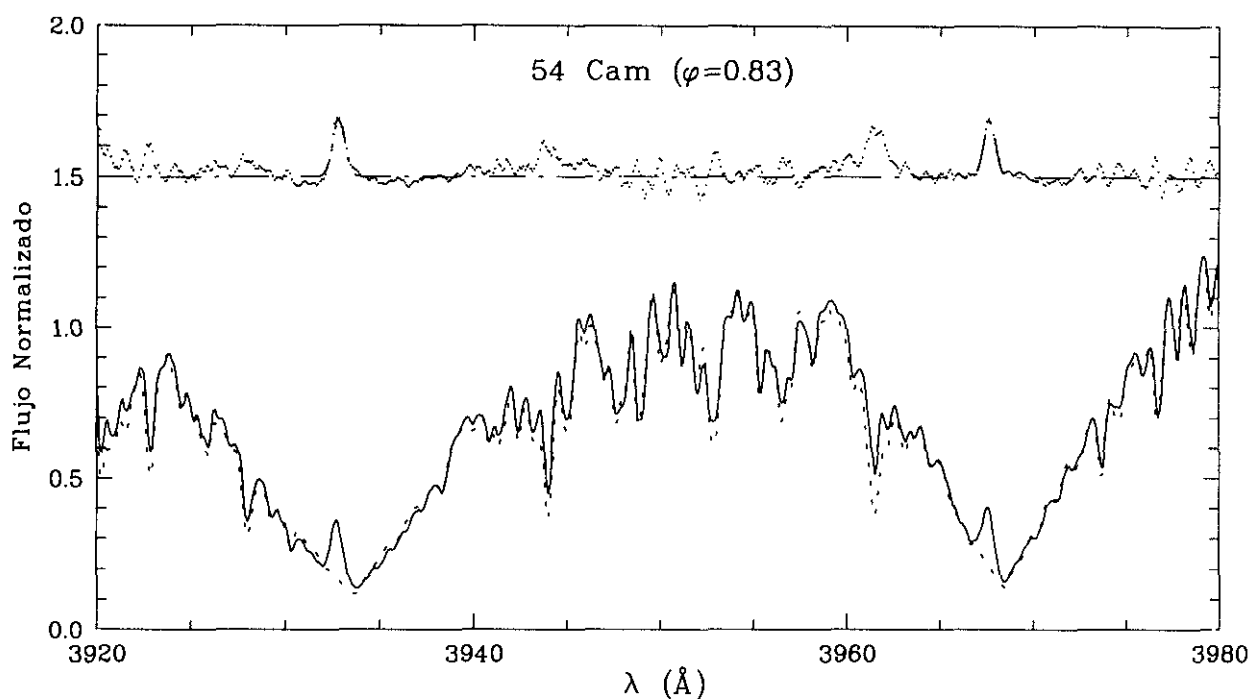


Figura 6.47: H y K de Ca II (54 Cam)

de la componente fría, y la componente caliente es la que contribuye principalmente al espectro observado. Los desplazamientos en longitud de onda observados no coinciden con los calculados a partir de las fases orbitales ($\varphi = 0.73, 0.10, 0.18$ y 0.16) si se utilizan las efemérides dadas en CABS. Sin embargo, con las efemérides dadas por Strassmeier y Fekel (1990) las fases orbitales ($\varphi = 0.29, 0.65, 0.73$ y 0.83) están de acuerdo con los desplazamientos observados.

H α

Este sistema fue observado en la región de la línea H α en Nov-86. En el espectro se ven claramente los dos espectros, coincidiendo las posiciones de las dos líneas H α observadas con las calculadas a partir de la línea de FeI. Sin embargo, el desplazamiento observado no se corresponde con el calculado con la fase orbital que se obtiene con las efemérides de CABS ($\varphi=0.08$). Se obtiene un resultado mejor al calcular la fase con las efemérides dadas por Strassmeier y Fekel (1990) ($\varphi=0.63$) ya que, según esta fase, la absorción más intensa y desplazada hacia el rojo sería la de la componente caliente, lo cual está de acuerdo con la relación de luminosidades en H α calculada con los radios y temperaturas de ambas componentes ($\alpha=2.12$), según la cual la estrella que más contribuye al espectro observado es la componente caliente.

Por substracción del espectro sintético, teniendo en cuenta todo lo dicho anteriormente, se obtiene un pequeño exceso de emisión proveniente de la componente fría. Lo que indica que este sistema presenta muy poca actividad H α en acuerdo con las débiles emisiones en

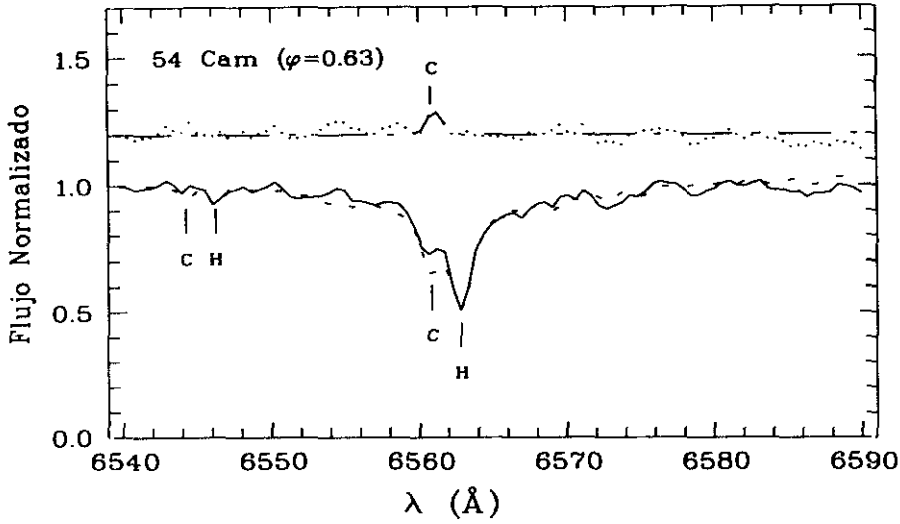


Figura 6.48: $H\alpha$ (54 Cam)

H y K de Ca II también observadas y con los valores de $EW(H\alpha)$ dados por otros autores (Strassmeier et al. 1990; Frasca y Catalano 1994)

6.2.8 RU Cnc (BD +24 1959)

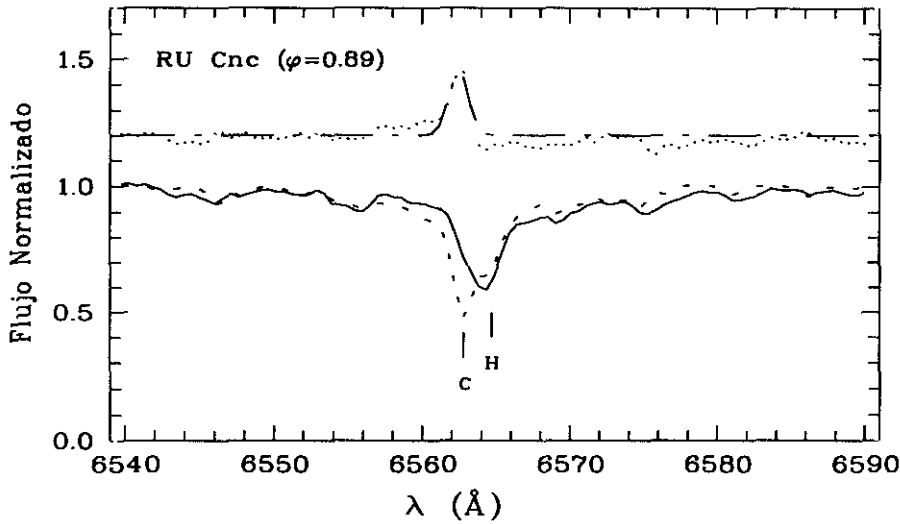
Binaria espectroscópica con un espectro de ambas componentes y eclipses totales, formada por estrellas F5/K1 de clase de luminosidad IV. Los radios y las masas de las componentes no son consistentes con una evolución normal sin transferencia de masa. CABS indica que este sistema presenta emisión H y K de Ca II en la componente fría del sistema con $I_K=2$ y no dice nada sobre el comportamiento de la línea $H\alpha$.

$H\alpha$

Se dispone de una sola observación realizada en Nov-86 con fase orbital 0.89. Se trata de un sistema SB2, pero debido a la fase en el momento de la observación, las líneas espectrales de ambas componentes se encuentran solapadas. La línea $H\alpha$ observada se presenta como una fuerte absorción con extensas alas debidas a la contribución de la componente F5IV. Por substracción del espectro sintético se obtiene un pequeño exceso de emisión $H\alpha$ de la componente fría.

6.2.9 TY Pyx (HD 77137)

TY Pyx es un sistema binario SB2 con eclipses parciales formado por dos subgigantes activas de tipo espectral G5 con emisión H y K de Ca II procedente de ambas componentes (Andersen y Popper 1975). Xuefu y Huisong (1987) observaron la línea $H\alpha$ en absorción. Las líneas de emisión en el UV han sido estudiadas por Fernández-Figueroa et al. (1985,

Figura 6.49: H α (RU Cnc)

1986c) y Danezis et al. (1993).

H α

Una observación de este sistema en fase orbital 0.76 muestra la línea H α en absorción de las dos componentes con una clara separación que se corresponde con la fase orbital. La absorción más intensa es la correspondiente a la estrella de mayor radio.

Con la substracción del espectro sintético, construido con dos G5IV y teniendo en cuenta la diferente contribución de ambas componentes obtenida con los radios tabulados en CABS, se obtiene un espectro diferencia en el que se observa un exceso de emisión de ambas componentes, siendo más intensa la emisión correspondiente a la componente de menor radio.

6.2.10 RW UMa (BD +52 1579)

RW UMa es una binaria espectroscópica SB2 con eclipses totales clasificada como F8IV/K1IV. Los radios y las masas de las componentes del sistema son inconsistentes con una evolución normal sin transferencia de masa. Popper (1976) y Glebocki y Stawikowski (1984) observaron una moderada emisión en las líneas H y K de Ca II procedente de la componente fría. El comportamiento de la línea H α es desconocido según CABS.

H α

Un espectro en fase orbital 0.08 en la región de la línea H α muestra una profunda absorción procedente de la componente caliente y una emisión de la componente fría superpuesta al ala roja de la absorción, con un desplazamiento que está de acuerdo con la fase orbital. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos F7V y K0IV. En el espectro substraído se observa una intensa emisión H α procedente de la componente fría.

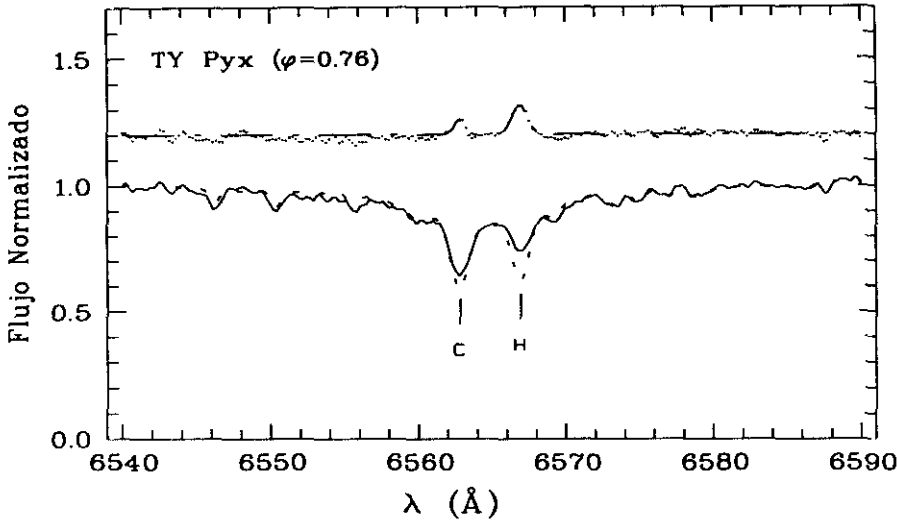


Figura 6.50: H α (TY Pyx)

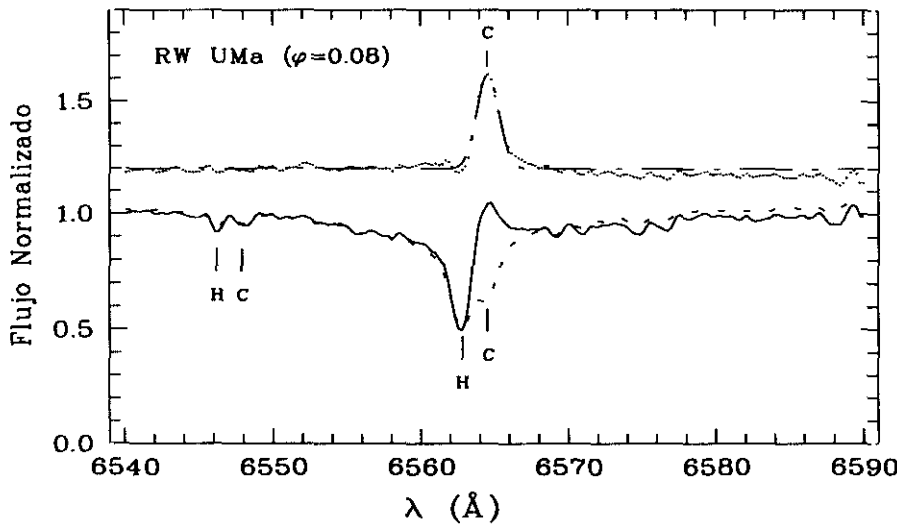


Figura 6.51: H α (RW UMa)

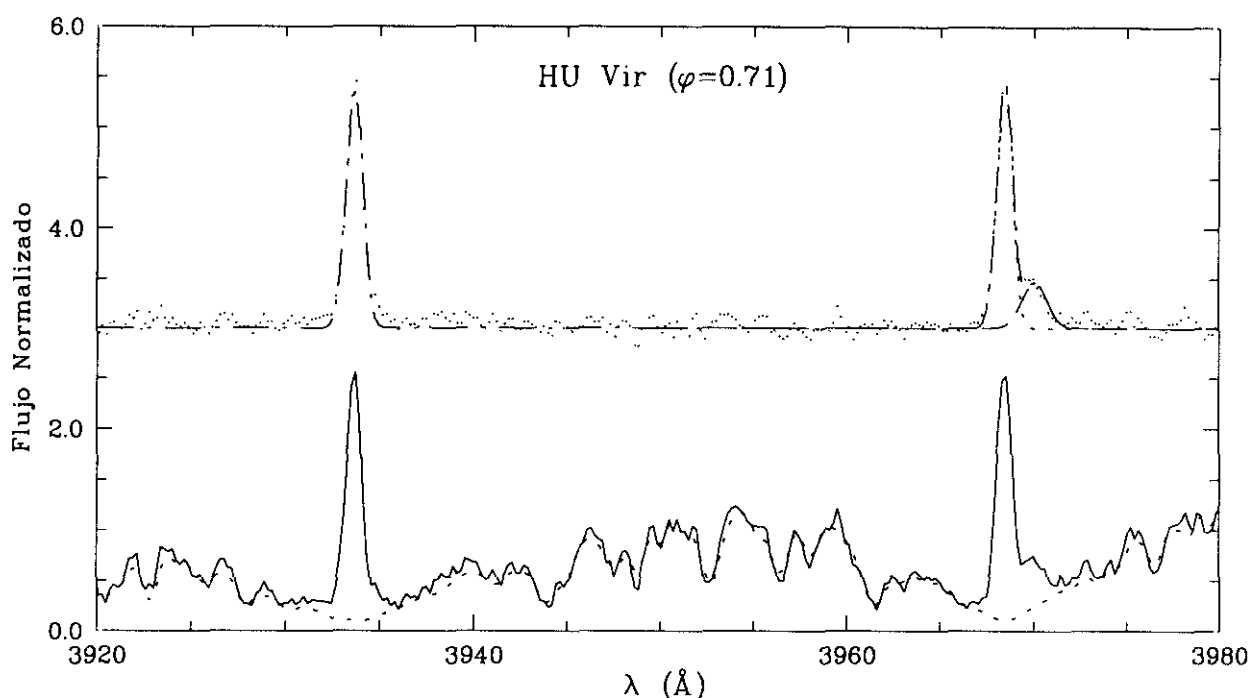


Figura 6.52: H y K de Ca II (HU Vir)

6.2.11 HU Vir (HD 106225)

HU Vir es una subgigante de tipo K0 en un sistema binario próximo con una componente secundaria no visible y un período orbital de 10.4 días. Presenta una emisión muy intensa en H y K de Ca II (Bidelman 1981; Fekel et al. 1986) y la línea $H\alpha$ completamente llenada por emisión, presentando en algunas ocasiones picos de emisión por encima del continuo. (Fekel et al. 1986). Strassmeier (1994), aplicando la técnica de “Doppler imaging”, encontró una gran mancha oscura situada en la región polar de la estrella y a partir del análisis de las líneas H y K de Ca II y $H\alpha$ determinó la posición de dos regiones activas separadas en 180° . Rao y Vahia (1994) identifican este sistema como posible fuente de una erupción brillante en rayos Gamma (GRB) detectada por el satélite CGRO (Compton Gamma Ray Observatory), suponiendo que esta emisión proviene de fulguraciones presentes en la estrella.

H y K de Ca II

Se dispone de una observación en fase orbital 0.71 realizada en Mar-93, en la que puede verse una emisión muy intensa en las líneas H y K de Ca II con una intensidad $I_{K_3}=2.4$. Se observa también una considerable emisión en $H\epsilon$ que se encuentra solapada con la ancha e intensa emisión H de Ca II. Se ha aplicado la técnica de substracción espectral para determinar las EW de emisión, siendo necesario hacer un ajuste Gaussiano en el espectro diferencia para separar las emisiones en H y $H\epsilon$.

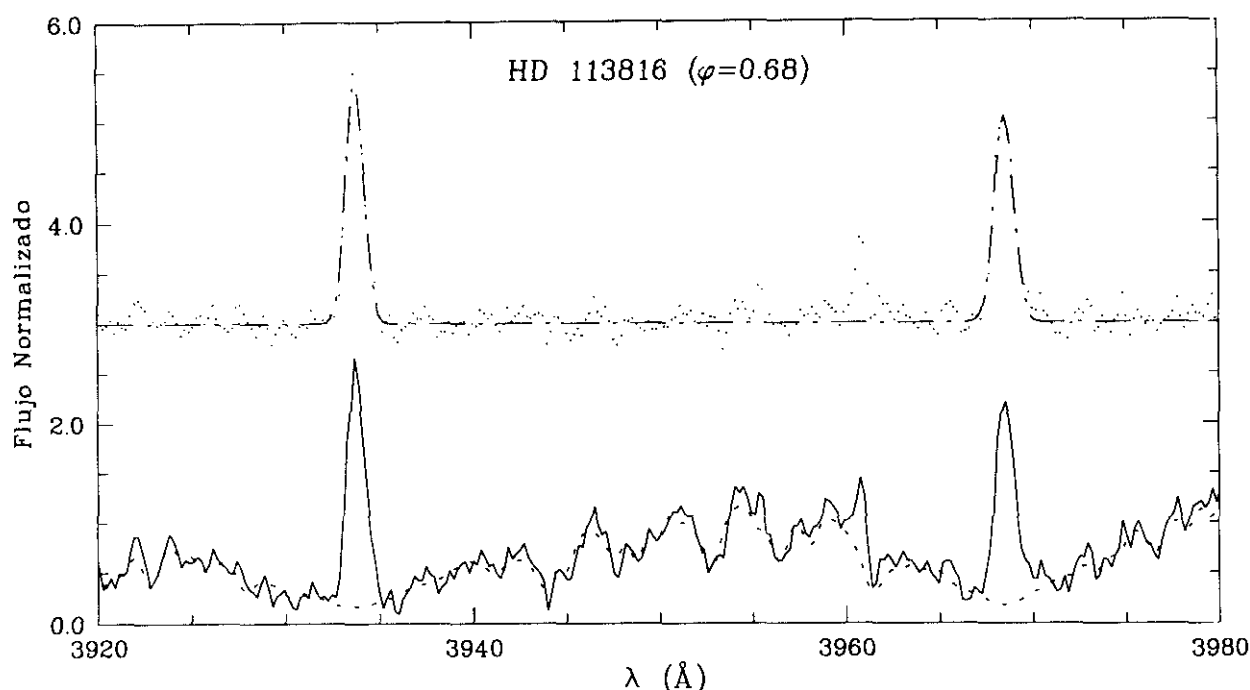


Figura 6.53: H y K de Ca II (HD113816)

6.2.12 UX Com (BD +29 2355)

Binaria eclipsante SB2 con tipos espectrales G2/K1IV. CABS señala que la emisión H y K de Ca II procede de la componente fría ($I_K=4$) y no dice nada sobre el comportamiento de la línea $H\alpha$. Hall y Ramsey (1992) observaron un aumento repentino de la emisión $H\alpha$ pasando de un llenado de la absorción a una emisión por encima del continuo.

H y K de Ca II

Se realizaron dos observaciones de este sistema en Jun-1985 (Fernández-Figueroa et al. 1986a) en fases orbitales 0.47 y 0.73 en las que se observa una intensa emisión de la componente fría que se desplaza sobre la absorción.

6.2.13 HD 113816 (BD-04 3419)

Sistema binario espectroscópico SB1 clasificado como K2IV-III con emisión en H y K de Ca II de clase A y con un comportamiento en $H\alpha$ desconocido (CABS).

H y K de Ca II

Se ha realizado un espectro de este sistema en la región de las líneas H y K de Ca II en Mar-93 con fase orbital 0.68. Aunque el espectro tiene bastante ruido se observa perfectamente una intensa emisión en H y K de Ca II, estando los picos de emisión bastante por encima del continuo en 3950 Å. El espectro sintético se construyó con una estrella de referencia K1IV.

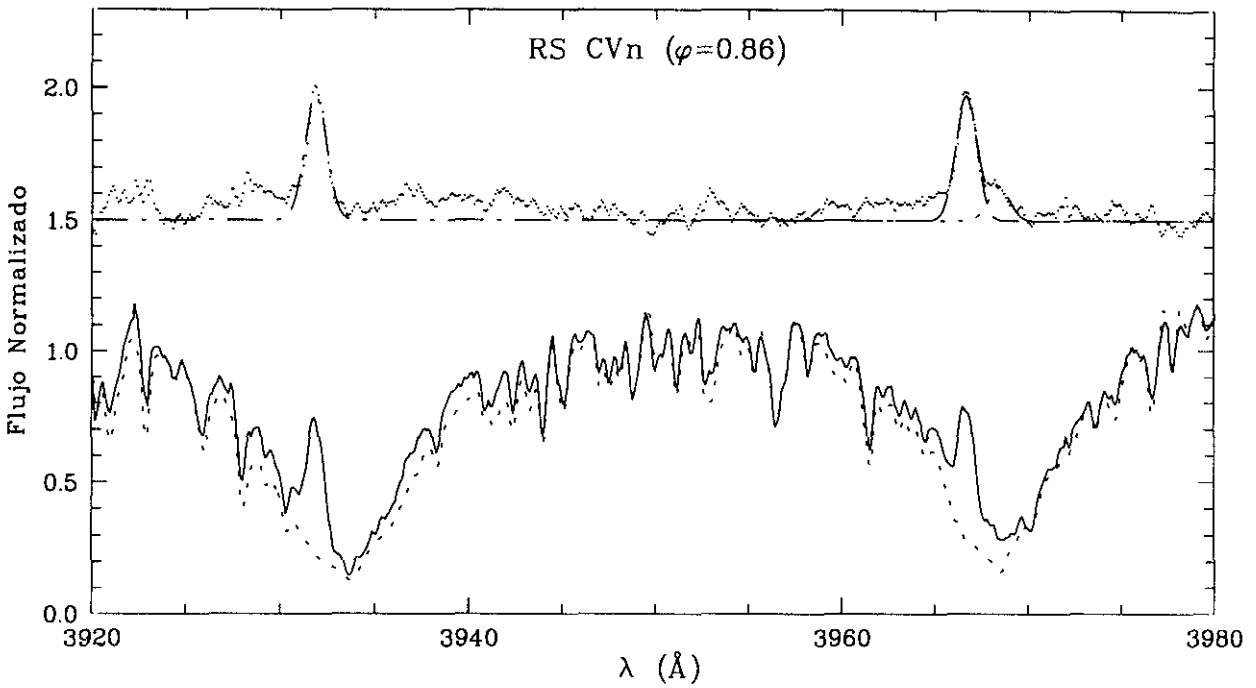


Figura 6.54: H y K de Ca II (RS CVn)

6.2.14 RS CVn (HD 114519)

Este sistema, prototipo de la clase de objetos a la que da nombre, ha sido estudiado fotométricamente y espectroscópicamente por un gran número de autores. Se trata de un sistema binario eclipsante SB2 de tipos espectrales F4IV/G9IV. De acuerdo con CABS este sistema tiene emisión moderada en H y K de Ca II de la componente fría. Naftilan y Drake (1980) y Frasca y Catalano (1994) observaron una emisión $H\alpha$ ancha y variable de la componente fría. La curva de luz presenta una onda fuera de eclipse, (Catalano y Rodonò 1967) que indica la presencia de manchas oscuras en su superficie. Heckert y Ordway (1994) encontraron manchas situadas a latitudes altas y bajas y distribuidas de una forma regular y no en determinadas longitudes activas como ocurre en otros sistemas de período corto.

H y K de Ca II

Se realizaron 5 observaciones en Jun-85 (Fernández-Figueroa et al. 1986a) en las que se observa emisión en H y K de Ca II de la componente fría, que varía con la fase orbital. En Feb-88 se realizaron otras dos observaciones en las que se observó un comportamiento análogo al observado en las de Jun-85 y unos flujos de emisión algo más elevados. Las fases se calcularon midiendo desplazamientos en longitud de onda entre la línea de emisión y otras líneas de absorción correspondientes a la otra componente resultando 0.86 y 0.69 respectivamente. En las observaciones realizadas en Jul-83 (Reglero et al. 1990) no se encontraron sin embargo, variaciones en los flujos con la fase orbital.

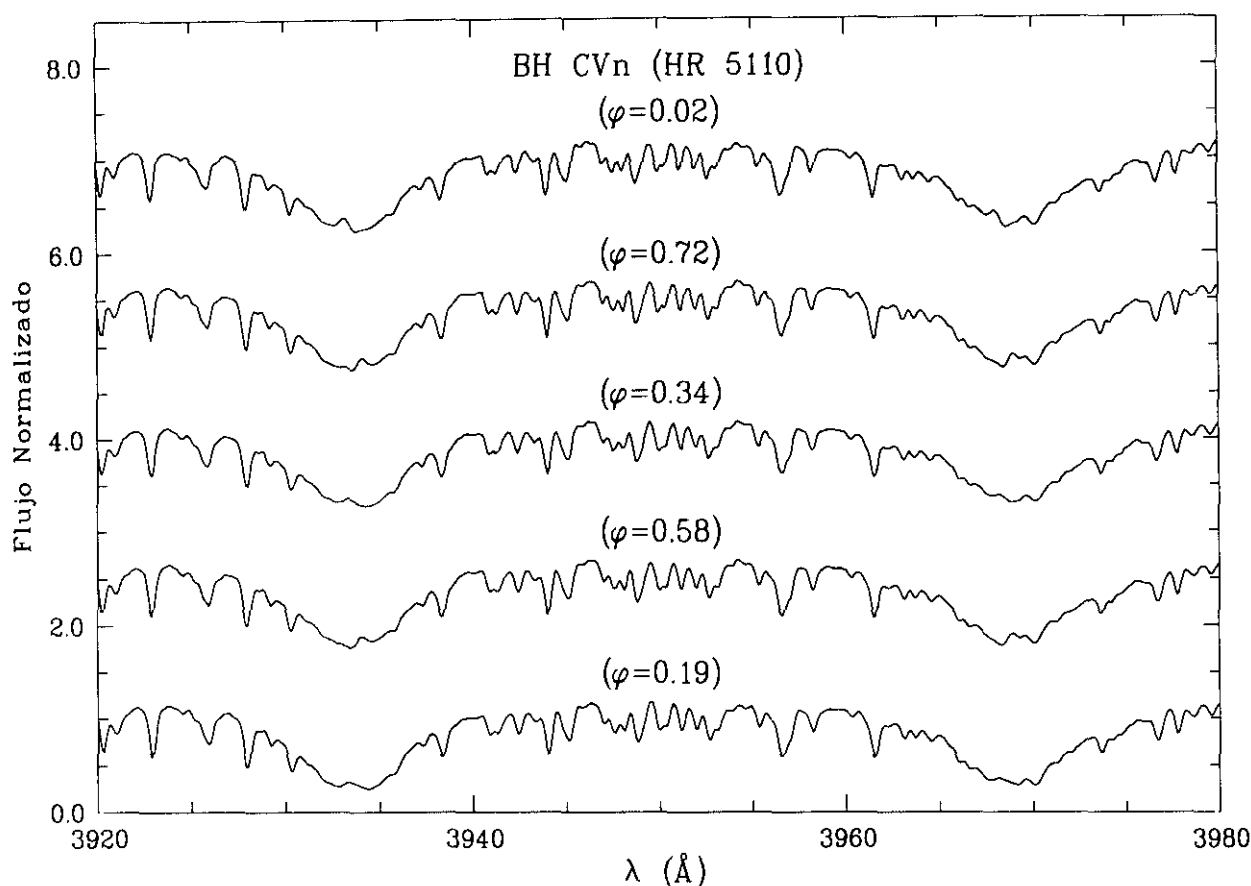


Figura 6.55: H y K de Ca II (BH CVn (HR 5110))

El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos espectrales F7V y G8IV y con una contribución de la componente caliente al espectro observado (0.8/0.2) mayor que la que se obtiene a partir de los radios y temperaturas efectivas de las componentes (0.55/0.45), ya que con este valor se obtiene un ajuste mucho mejor con el espectro observado. En el espectro diferencia aparece un pequeño pico de emisión junto a la emisión de la línea H que podría ser emisión en H ϵ , pero no está muy claro ya que su intensidad no es mucho mayor que el resto de las diferencias entre espectro sintético y observado.

6.2.15 BH CVn (HD 118216, HR 5110)

Sistema binario espectroscópico SB2 con tipos espectrales F2IV/K2IV en él que la componente secundaria llena su lóbulo de Roche. CABS indica que la emisión H y K procede de la componente fría del sistema y que la línea H α se presenta como una débil emisión. Strassmeier et al. (1990) señalan que la emisión de la estrella K se ve disminuida por el continuo de la estrella F.

H y K de Ca II

Se realizaron 4 observaciones en Feb-88 y 1 en Jul-89 (Armentia et al. 1990) en todas ellas se observa una débil emisión en las líneas H y K de Ca II de la componente fría que se desplaza sobre la absorción en acuerdo con la fase orbital. La contribución principal al espectro observado es de la componente caliente (F2IV) (0.85/0.15). No se ha podido realizar la substracción espectral porque no disponemos del espectro de una estrella no activa de un tipo espectral tan temprano.

6.2.16 RV Lib (HD 128171)

Sistema binario espectroscópico SB2 (G8IV/K3IV) con eclipses parciales. CABS indica que las dos componentes del sistema presentan emisión H y K de Ca II y no dice nada sobre el comportamiento de la línea H α .

H y K de Ca II

Se realizó una observación en Jun-87 (De Castro et al. 1990) en fase orbital 0.96 en la cual fue posible separar la contribución a la emisión de cada una de las componentes con ajustes Gaussianos, siendo la componente caliente la más activa del sistema.

6.2.17 SS Boo (BD +39 2849)

Sistema binario SB2 con eclipses totales y tipos espectrales G0V/K0IV. CABS indica que este sistema posee emisión H y K moderada de la componente fría. Observaciones recientes de este sistema (Hall et al. 1990; Frasca y Catalano 1994) indican que ambas componentes presentan un exceso de emisión en H α . Hall et al. (1990) y Hall y Ramsey (1992) encuentran además, a partir del estudio de la línea H α , la presencia de material extenso en forma de protuberancias.

H y K de Ca II

Se realizaron dos observaciones de este sistema (De Castro et al. 1990), una en Jun-87 y otra en Jul-88 en fases 0.43 y 0.33, en las cuales se observa una clara emisión de la componente fría, desplazada hacia el rojo y superpuesta a la absorción de la componente caliente. La substracción espectral confirma estos resultados y permite poner de manifiesto en el espectro substraído la existencia de una pequeña emisión H ϵ que apenas se distinguía en el espectro observado.

6.2.18 RT CrB (HD 139588)

Es un sistema binario con un espectro correspondiente a ambas componentes y eclipses parciales. CABS indica que este sistema presenta una fuerte emisión H y K de Ca II procedente de la estrella fría del sistema y no da información sobre el comportamiento de la línea H α . Sin embargo, De Castro et al. (1990) encuentran que ambas componentes

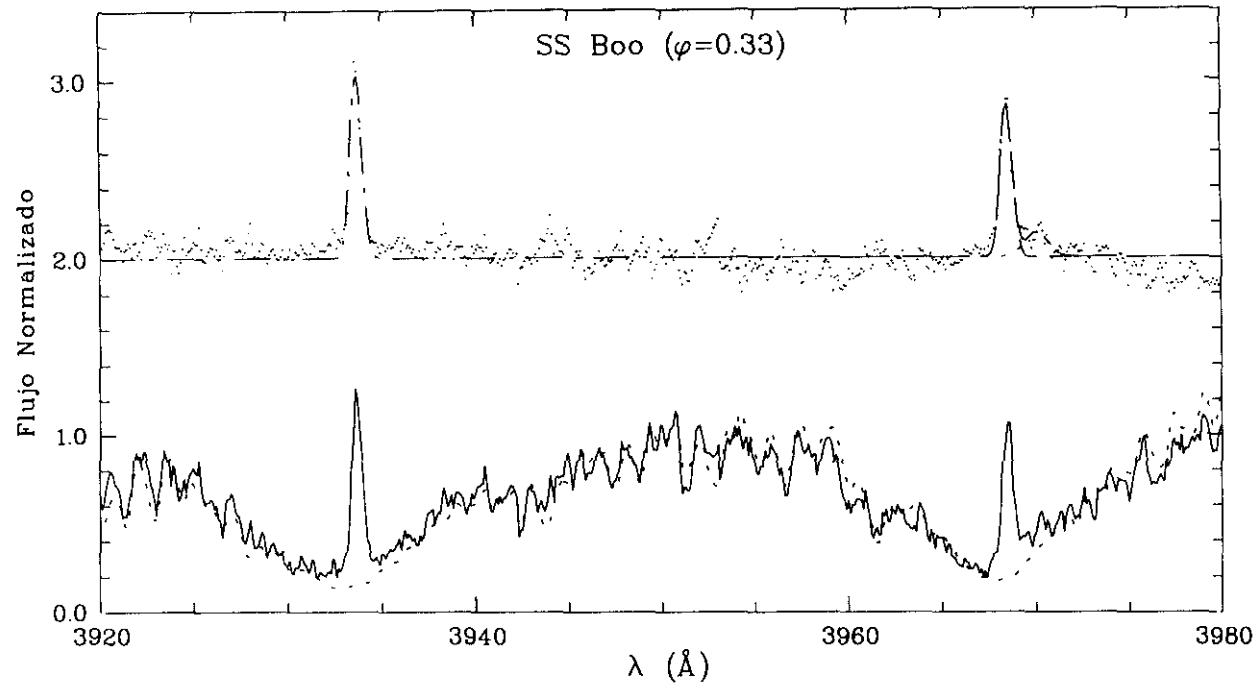


Figura 6.56: H y K de Ca II (SS Boo)

muestran emisión H y K de Ca II.

H y K de Ca II

Se dispone de dos observaciones de este sistema (De Castro et al. 1990) realizadas en Jun-87 y Jul-88 en fases 0.73 y 0.80. Se ha aplicado la técnica de substracción espectral al espectro de Jul-88 obteniendo que ambas componentes presentan emisión en H y K de Ca II siendo más activa la componente fría. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos G2V y G6V, teniendo en cuenta el desplazamiento en longitud de onda observado, que coincide con el calculado con la fase orbital, y con una contribución relativa de 0.75/0.25, que es diferente a la calculada, pero que proporcionaba un mejor ajuste al espectro observado.

H α

Se dispone de una sola observación realizada en Jul-89 con una fase orbital de 0.55. En el espectro se ven líneas de ambas estrellas muy próximas entre sí, observándose separadas sólo cuando las líneas son muy estrechas. El desplazamiento en longitud de onda observado en las líneas se corresponde con la fase orbital. La anchura de la línea H α hace que las dos líneas queden completamente solapadas y se observe como una sola línea no simétrica y centrada en $\lambda = 6563.42 \text{ \AA}$. La línea presenta además unas alas muy extensas sobre las que se superponen otras líneas de absorción.

El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos G2V y G8V y utilizando un contribución relativa de cada componente (0.6/0.4) algo diferente a la

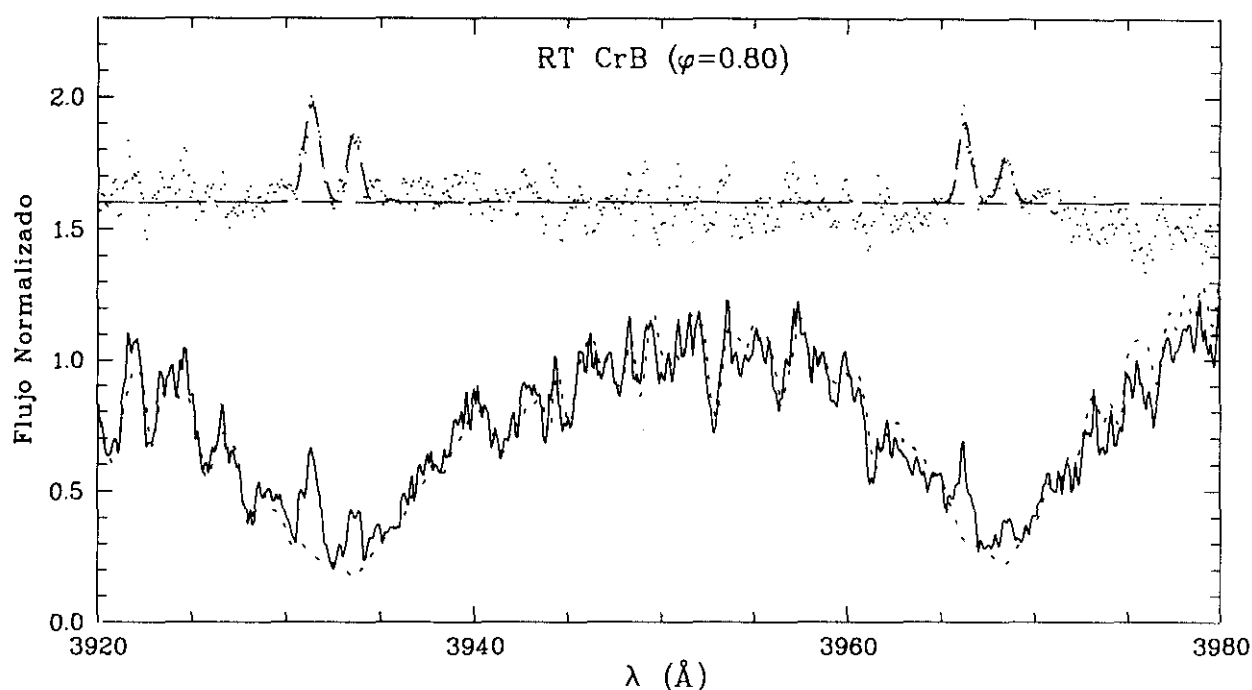


Figura 6.57: H y K de Ca II (RT CrB)

calculada con los radios y temperaturas efectivas, ya que con estos valores se obtenía un mejor ajuste.

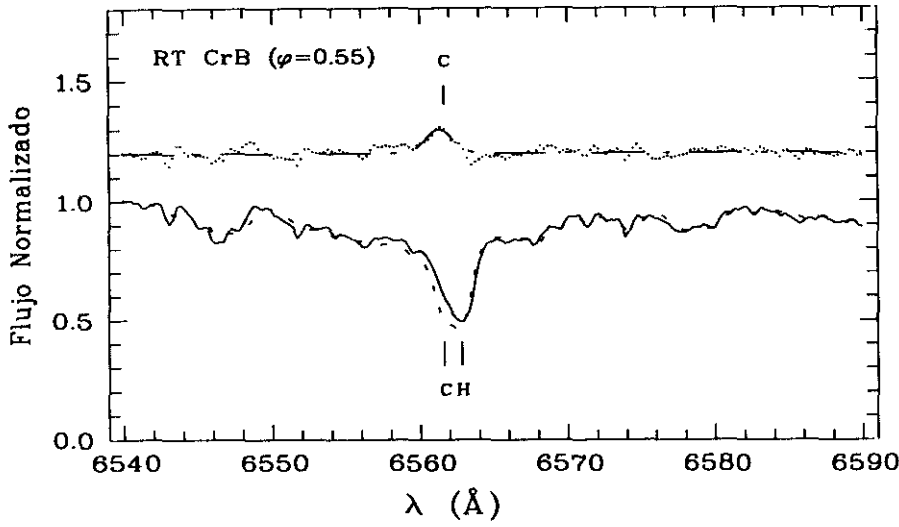
En el espectro diferencia se observa un pequeño y ancho exceso de emisión que probablemente procedente de la componente fría, aunque no se puede descartar que también tenga una pequeña contribución de la componente caliente ya que esta también emite en H y K de Ca II, aunque con menos intensidad.

Por otra parte, Frasca y Catalano (1994) obtienen un llenado de emisión sólo de la componente caliente, lo que indica que ambas componentes deben de presentar un pequeño y variable exceso de emisión.

6.2.19 WW Dra (HD 150708)

Componente A del sistema binario visual ADS 10152. Se trata de un sistema con un espectro de ambas componentes y con eclipses parciales. Normalmente se ha atribuido la emisión H y K de Ca II a la componente fría del sistema. Sin embargo, De Castro et al. (1990) encuentran emisión procedente de las dos estrellas con desplazamientos en longitud de onda en acuerdo con la fase orbital. El comportamiento de la línea $H\alpha$ no se indica en CABS. Recientemente, Frasca y Catalano (1994) han encontrado un llenado de la absorción $H\alpha$ en la componente fría.

H y K de Ca II

Figura 6.58: $H\alpha$ (RT CrB)

Se dispone de tres observaciones de este sistema realizadas en Jun-87, Jul-88 (De Castro et al. 1990) y Jul-89 en fases orbitales 0.87, 0.63 y 0.31 respectivamente. En todas ellas se puede ver claramente emisión en ambas componentes siendo mucho más intensa la emisión correspondiente a la componente fría del sistema. La componente caliente es la que más contribuye al espectro observado ya que su emisión aparece siempre centrada con la absorción mientras que la emisión, más intensa, de la componente fría es la que se desplaza a través de la absorción de acuerdo con la fase orbital. Se ha aplicado la técnica de substracción espectral para obtener los flujos de emisión en cada componente con mayor claridad. El espectro sintético se ha construido con una relación de luminosidades $\alpha(\text{Ca II})=2.41$ obtenida con los radios dados en CABS y con las T_{eff} obtenidas de los índices de color B-V dados por Popper (1988), con lo cual se obtiene una contribución relativa (0.7/0.3) que se ajusta bastante bien al espectro observado. En el espectro diferencia correspondiente a Jul-89 se observa además de la emisión de ambas componentes una pequeña emisión $H\epsilon$ de la componente fría, en las otras dos observaciones probablemente también está presente, pero queda superpuesta a la emisión H de la otra componente.

$H\alpha$

Se dispone de una sólo observación realizada en Jul-89 con fase orbital 0.53, con lo cual en el espectro no es posible separar las líneas de las dos estrellas. En esta fase orbital la componente caliente oculta a la componente fría en una fracción de 0.15. La línea $H\alpha$ se presenta como una absorción asimétrica y con una intensidad residual de 0.53. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos G2V y K0V y con una contribución relativa de cada componente de 0.55/0.45 que ha sido calculada teniendo en cuenta la fracción de la componente fría que está oculta por la caliente debido al

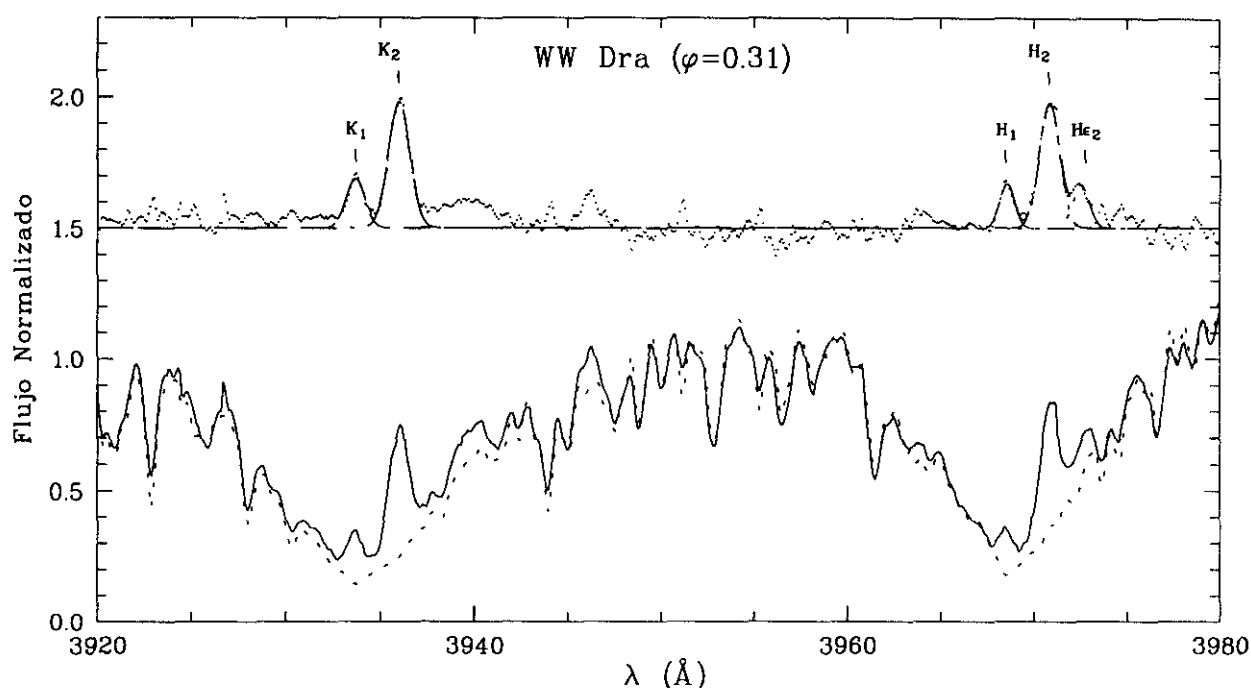


Figura 6.59: H y K de Ca II (WW Dra)

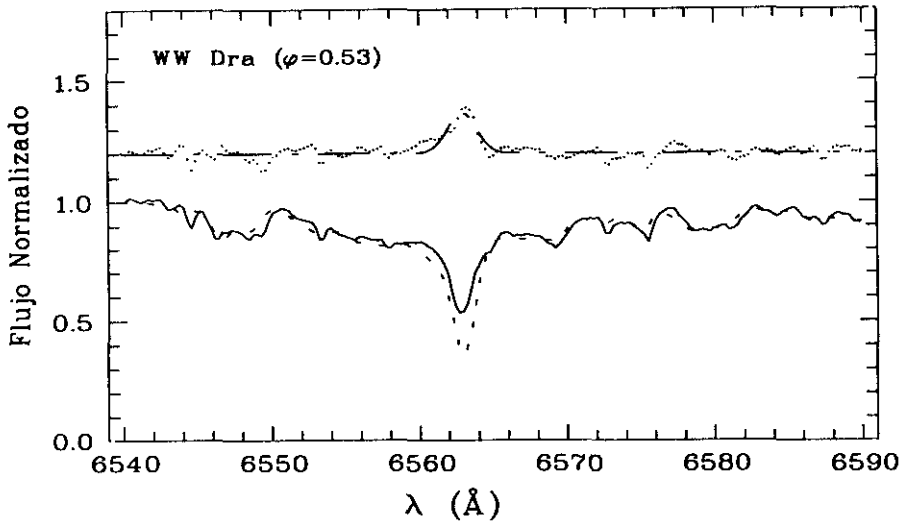
eclipse parcial. En el espectro substraído se obtiene un ancho exceso de emisión que probablemente procede de ambas componentes, no siendo posible, en esta fase orbital, separar la contribución de cada componente aunque la mayor parte de la emisión debe proceder de la fría, teniendo en cuenta el comportamiento observado en Ca II y los resultados obtenidos por Frasca y Catalano (1994).

6.2.20 HR 6469 (V819 Her, HD 157482)

Se trata de un sistema triple constituido por una estrella G5IV y otras dos F2V/G0V que son las que constituyen el sistema binario próximo. La componente activa en este caso es la G5IV y no una de las otras dos componentes como suele ocurrir en estos casos. El sistema binario próximo es eclipsante con un período de 2.23 días, mientras que la estrella G5IV no es eclipsante pero presenta variaciones debidas a la presencia de manchas en su superficie y tiene un período orbital muy largo ($P_{\text{orb}} = 2018.0$ días) siendo el período fotométrico de 83.2 días, se trata por lo tanto de un sistema con rotación altamente asíncrona.

Van Hamme et al. (1994) y Wasson et al. (1994) han estudiado en detalle este sistema confirmando los dos tipos de variabilidad observados (eclipses y manchas) y dando una nueva clasificación espectral ($\{F2V/F8V\}/G8IV-III$).

Este sistema presenta una débil emisión H y K de Ca II en la componente fría (Bopp 1984 y Strassmeier et al. 1990) y la línea H α con un débil llenado de la absorción (Strassmeier

Figura 6.60: $H\alpha$ (WW Dra)

et al. 1986). Eker et al. (1994) encuentran que la línea $H\alpha$ se presenta como una absorción pura en todas las componentes del sistema.

H y K de Ca II

Se dispone de observaciones realizadas en Jun-1987, Jul-88, Jul-1989. En todas ellas se observa una emisión muy débil que parece estar siempre centrada con la absorción lo que indica que la emisión procede de la componente G8IV-III que es la que más contribuye al espectro observado. No se ha podido realizar la substracción espectral por no disponer de las estrellas de referencia adecuadas.

$H\alpha$

Se dispone de una sola observación de este sistema realizada en Jul-89. En el espectro se observan las líneas de dos componentes, una del sistema eclipsante que es además SB1 y otra de la componente activa (G8IV-III), que es la que más contribuye al espectro observado. La fase orbital calculada (0.82) con las efemérides dadas en CABS toma como origen el momento en el que la componente terciaria está detrás, por lo que con esta fase la componente cuyas líneas están desplazadas hacia el rojo es la terciaria (G8IV-III). El espectro sintético construido teniendo en cuenta los nuevos parámetros estelares dados por Van Hamme et al. (1994) pone de manifiesto la existencia de un pequeño exceso de emisión de la componente terciaria, que se corresponde con la débil emisión también observada en H y K de Ca II.

6.2.21 Z Her (HD 163930)

Es uno de los primeros sistemas binarios identificado como RS CVn. Está formado por una estrella F4IV y otra K0IV. Es una binaria con eclipses parciales que presenta una distorsión en forma de onda en la curva de luz con una amplitud muy pequeña, 0.02 - 0.03 magnitudes.

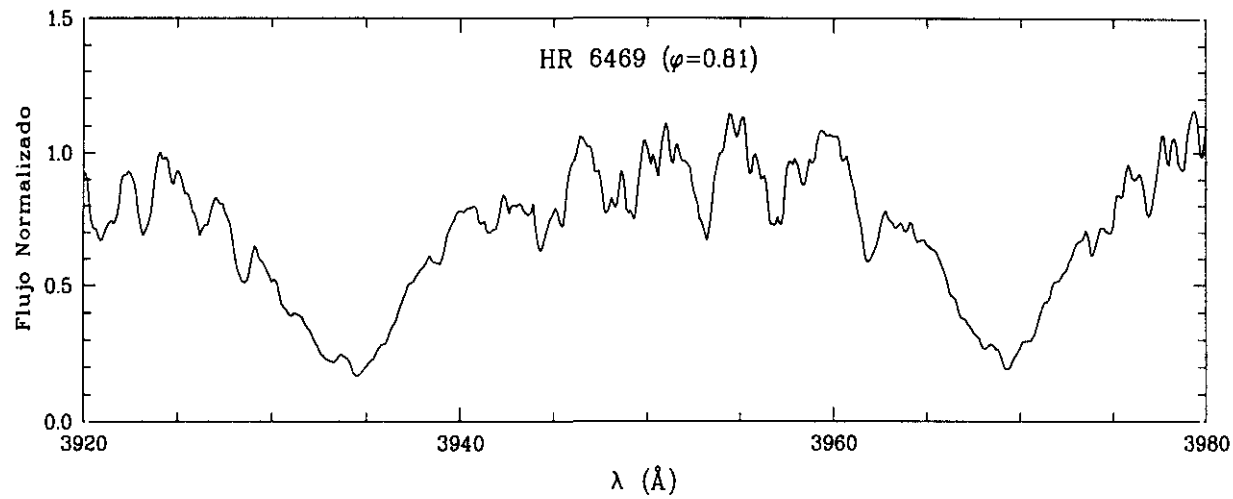


Figura 6.61: H y K de Ca II (HR 6469)

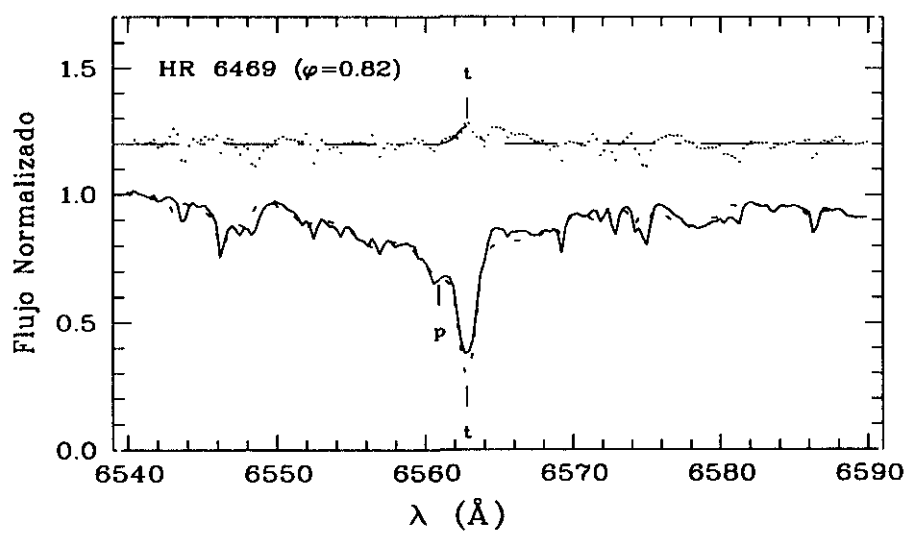


Figura 6.62: H α (HR 6469)

Este sistema ha sido estudiado en $H\alpha$ por diversos autores encontrando que la línea varía desde una absorción con un llenado por emisión cromosférica variable, a una emisión por encima del continuo, probablemente producida por un fenómeno de tipo fulguración (Weiler 1978; Bopp y Talcott 1980). Observaciones posteriores realizadas por otros autores confirman la variabilidad del exceso de emisión en $H\alpha$ de este sistema (Eker et al. 1994; Frasca y Catalano 1994).

Fernández-Figueroa et al. (1986c) estudiaron esta estrella en h y k de Mg II encontrando una intensa emisión procedente de la estrella fría con indicios de una pequeña autoabsorción central y una pequeña emisión procedente de la estrella caliente cuyas posiciones están de acuerdo con la fase orbital.

H y K de Ca II

Se dispone de varias observaciones de este sistema realizadas en diferentes épocas. Dos observaciones en Jun-85 (Fernández-Figueroa et al. 1986a) una observación en Jul-88 y cuatro en Jul-89 (Armentia et al. 1990). En estos espectros se observa que la emisión procedente de la componente fría se desplaza de acuerdo con las fases orbitales calculadas. No observándose variaciones importantes en los flujos, aunque los valores obtenidos en 1988-1989 son algo mayores que los obtenidos en 1985. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia F7IV y K1IV con una contribución relativa de (0.73/0.27). En el espectro diferencia se observa también la presencia de una pequeña emisión en H ϵ que no era apreciable en el espectro observado, sin embargo, aparece en todos los casos en el espectro diferencia.

H α

Este sistema se observó en Jul-89 con una fase orbital de 0.64, lo que permite identificar con claridad las líneas espectrales de cada una de las componentes, los desplazamientos observados están de acuerdo con los calculados a partir de la fase orbital. En la línea $H\alpha$ se observan también claramente dos líneas de las cuales la más intensa es la correspondiente a la componente caliente (F4) y la menos intensa es la correspondiente a la componente fría (K0). Por substracción del espectro sintético construido con estrellas de referencia de tipos F5V y K0V se obtiene un pequeño exceso de emisión procedente de la componente fría, con $EW(H\alpha)=0.30 \text{ \AA}$, valor muy parecido al valor máximo dado por Frasca y Catalano (1994) que encontraron valores de EW comprendidos entre 0.14 y 0.29 \AA . Eker et al. (1994) encontraron también una llenado de la absorción variable.

6.2.22 MM Her (HD 341475)

Binaria espectroscópica con un espectro de ambas componentes y eclipses parciales. Inicialmente fue clasificada como G2IV/G8IV posteriormente, Popper (1988) dió una nueva clasificación espectral G2/K0IV.

CABS indica que este sistema presenta emisión H y K de Ca II de la componente fría y no

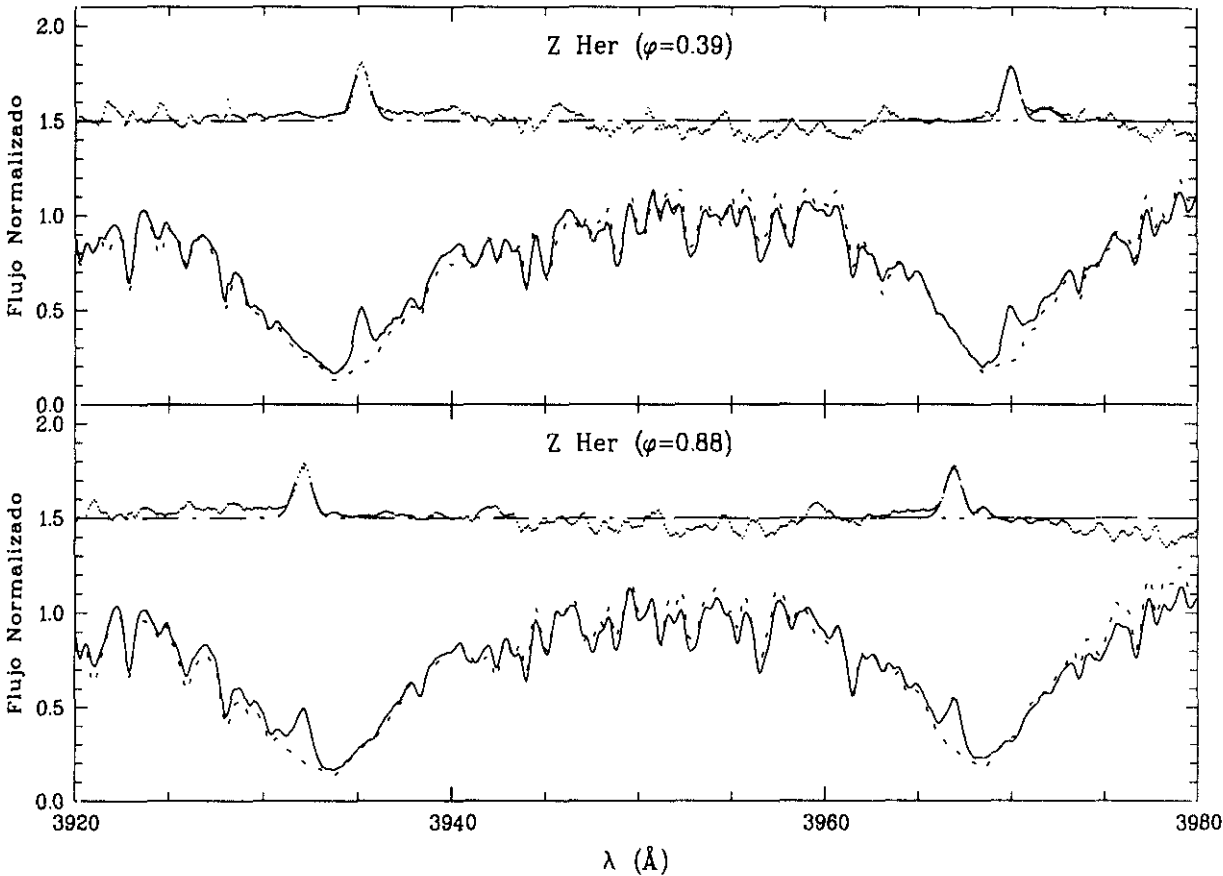


Figura 6.63: H y K de Ca II (Z Her)

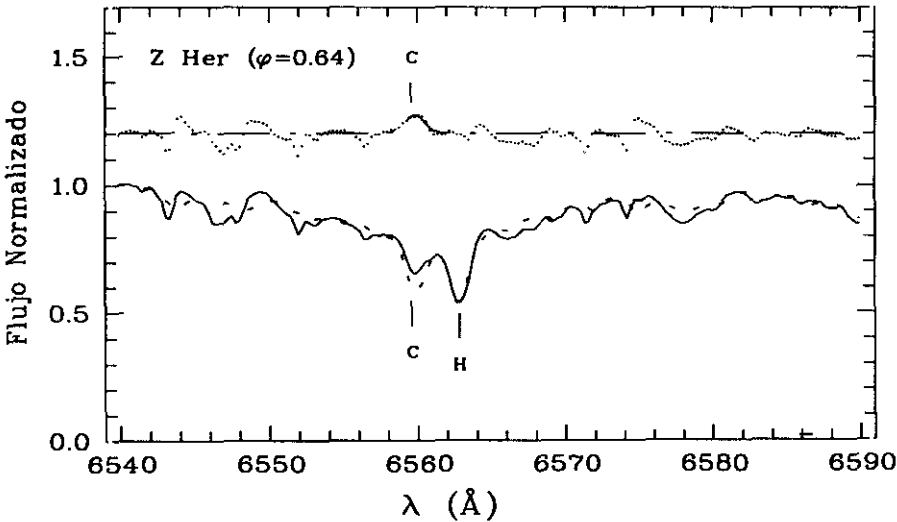


Figura 6.64: H α (Z Her)

dice nada del comportamiento de la línea $H\alpha$. Hall y Ramsey (1992), aplicando la técnica de substracción espectral, encontraron exceso de emisión $H\alpha$ en ambas componentes, siendo mucho más intenso el correspondiente a la componente fría.

H y K de Ca II

Se han realizado dos observaciones de este sistema en la región de las líneas H y K de Ca II. En uno de los espectros realizado en Jul-88 en fase 0.27 se ve claramente la emisión de las dos componentes siendo mucho más intensa la correspondiente a la componente fría (G8 IV) la cual presenta además una pequeña emisión en $H\epsilon$. La emisión de la caliente aparece centrada en la absorción, ya que esta es la que más contribuye al espectro y la emisión de la fría esta desplazada hacia el rojo, como corresponde a esta fase orbital.

En la otra observación realizada en Jul-89 en fase 0.98 sólo pudo medirse la emisión total suma de la de las dos componentes ya que en esta fase la separación entre las dos componentes es muy pequeña y además, la estrella fría oculta un 0.30 de la estrella caliente, lo cual explica los diferentes niveles de continuo observado.

El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos G2V y K1IV y ha permitido determinar en el espectro diferencia la EW de cada una de las emisiones a partir de ajustes Gaussianos.

$H\alpha$

Sistema observado en Jul-89 con una fase orbital muy próxima a la cuadratura (0.24) lo que permite distinguir claramente las líneas de absorción de las dos componentes en el espectro. Sin embargo, en la posición correspondiente a la línea $H\alpha$ sólo se observa la absorción correspondiente a la componente caliente, ya que la correspondiente a la componente fría está completamente llenada por emisión cromosférica. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos G2V y K0V y con una contribución relativa de cada componente al continuo observado de (0.45/0.55) que es la que proporcionaba un mejor ajuste al espectro observado. De esta forma se obtiene, en el espectro substraído, un intenso exceso de emisión procedente de la componente fría, no observándose el pequeño exceso de emisión de la caliente encontrado por Hall y Ramsey (1992).

6.2.23 AW Her (HD 348635)

Sistema binario SB2 con eclipses totales, clasificado como G0/K1[IV] por Popper (1980) y como G2/G8IV por Popper (1990). CABS indica que este sistema presenta emisión H y K de Ca II moderada y no dice nada sobre el comportamiento de la línea $H\alpha$. Frasca y Catalano (1994) encontraron un pequeño exceso de emisión en la línea $H\alpha$ y Hall y Ramsey (1992) encontraron la presencia de dos regiones con material extenso en forma de protuberancias.

H y K de Ca II

Se dispone de una sólo observación realizada en Jul-88 en fase orbital 0.91 en la que puede verse una intensa emisión, 3.65 por encima del nivel de la absorción, y una pequeña emisión

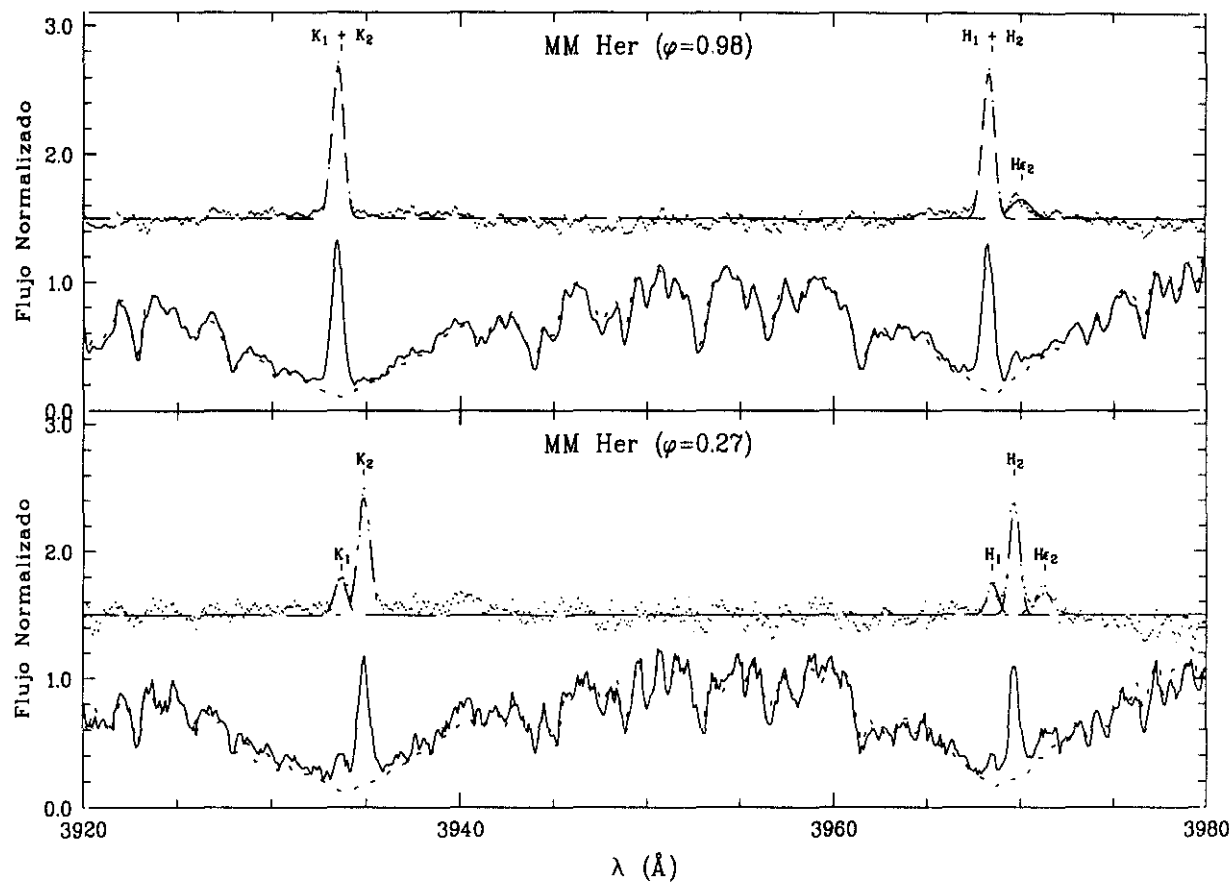


Figura 6.65: H y K de Ca II (MM Her)

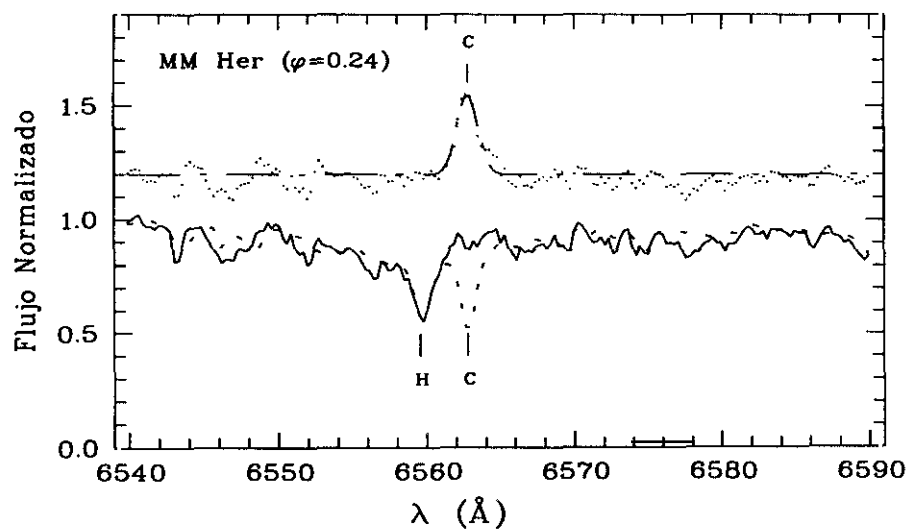


Figura 6.66: H α (MM Her)

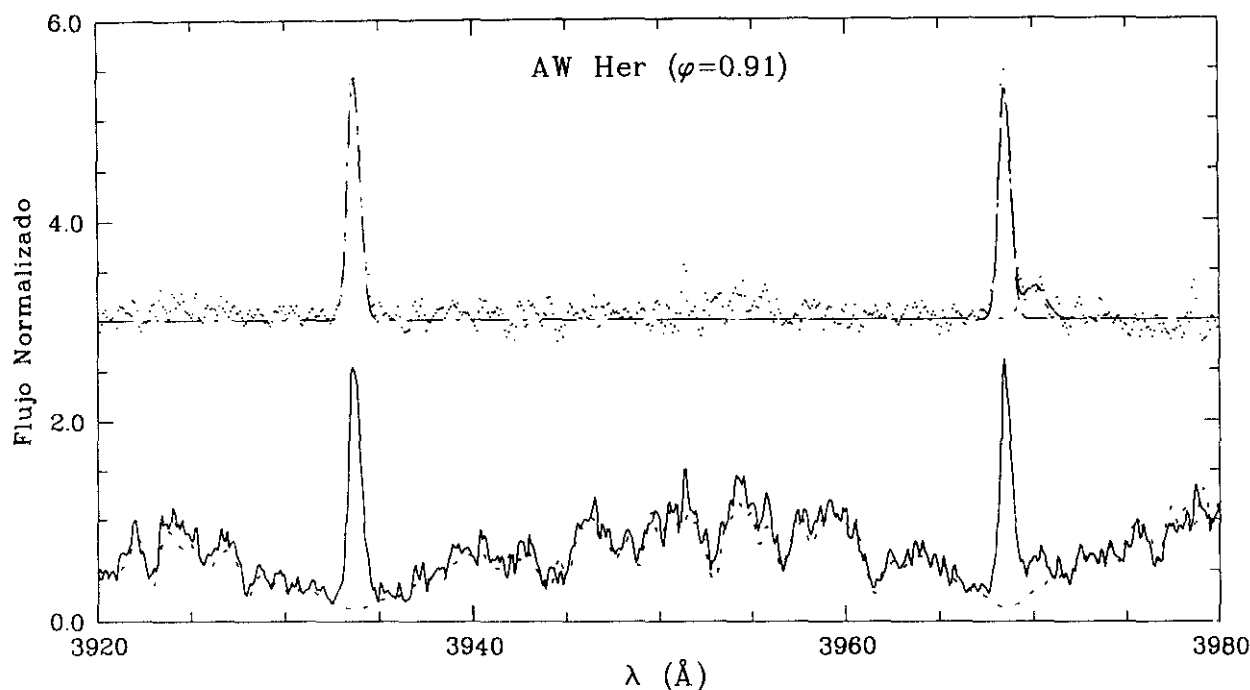


Figura 6.67: H y K de Ca II (AW Her)

en la línea H ϵ . En esta fase orbital el desplazamiento en longitud de onda entre las dos componentes es muy pequeño y no se observan separadas las líneas fotosféricas de las dos componentes. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipo G2V y G8IV y una contribución de cada componente al espectro observado de 0.54/0.46.

6.2.24 42 Cap (HD 206301, HR 8283)

Binaria espectroscópica SB2 no eclipsante, para la que sólo se da un tipo espectral G2IV (Keenan y McNeil 1989). Tiene un período orbital de 13.174 días y un período de rotación desconocido. CABS indica que este sistema presenta emisión en H y K de Ca II y que la línea H α se presenta en absorción.

H y K de Ca II

Se dispone sólo de una observación realizada en Jul-88 con una fase orbital 0.18. En este espectro se observa una emisión bastante débil (0.76) centrada con la correspondiente absorción. Se ha utilizado una estrella no activa de tipo G2V para construir el espectro sintético ya que, aunque CABS dice que es un sistema SB2, en nuestro espectro sólo se observan las líneas de una de las componentes.

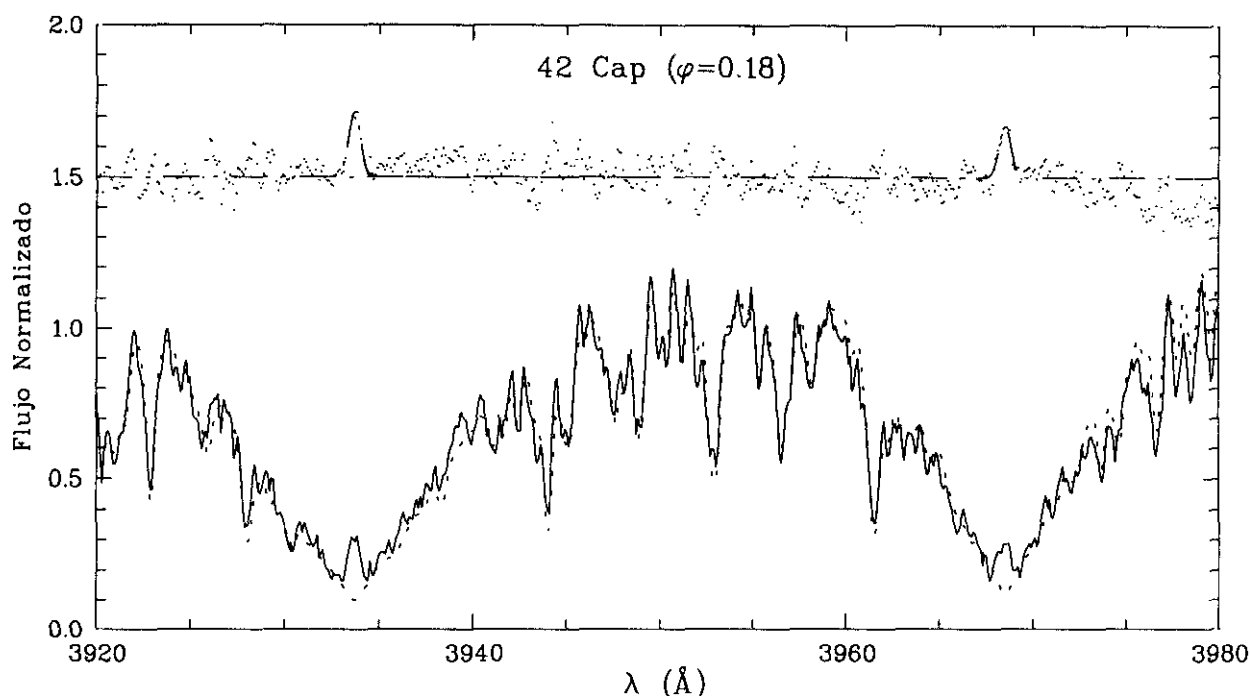


Figura 6.68: H y K de Ca II (42 Cap)

6.2.25 RT Lac (HD 209318)

Es una binaria eclipsante con un espectro de ambas componentes y un período de 5.074 días, las líneas espectrales muestran características de un ensanchamiento rotacional. Está formada por una estrella K1IV y por otra G9IV, la estrella fría llena, casi por completo, su lóbulo de Roche (Huenemoerder y Barden 1986).

Bopp y Talcott (1978) observaron $H\alpha$ en absorción, Xuefu y Huisong (1986) observan $H\alpha$ en absorción pero llenado por emisión. Huenemoerder (1985, 1988) y Huenemoerder y Barden (1986) indican que esta estrella muestra un gran rango de actividad en la línea $H\alpha$, ya que en algunas ocasiones muestra excesos de emisión y en otras no. Durante las fases activas el exceso de emisión varía fuertemente con la fase y parece venir de una extensa región. Frasca y Catalano (1994) encuentran también un comportamiento variable en la línea $H\alpha$. Dos observaciones en el UV, hechas simultáneamente con el espectro óptico, también muestran variaciones fuertes en la intensidad de las líneas de emisión. Estos datos son consistentes con la transferencia de masa intermitente e implica que este sistema binario es similar a otros objetos que tienen discos.

H y K de Ca II

Se dispone de cuatro espectros (Armentia et al. 1990) de RT Lac tomados en épocas diferentes. En el espectro obtenido en Nov-86 ($\varphi=0.87$) y en el obtenido en Jul-1989 ($\varphi=0.12$) fue posible separar la emisión de cada una de las componentes con ajustes Gaussianos, en

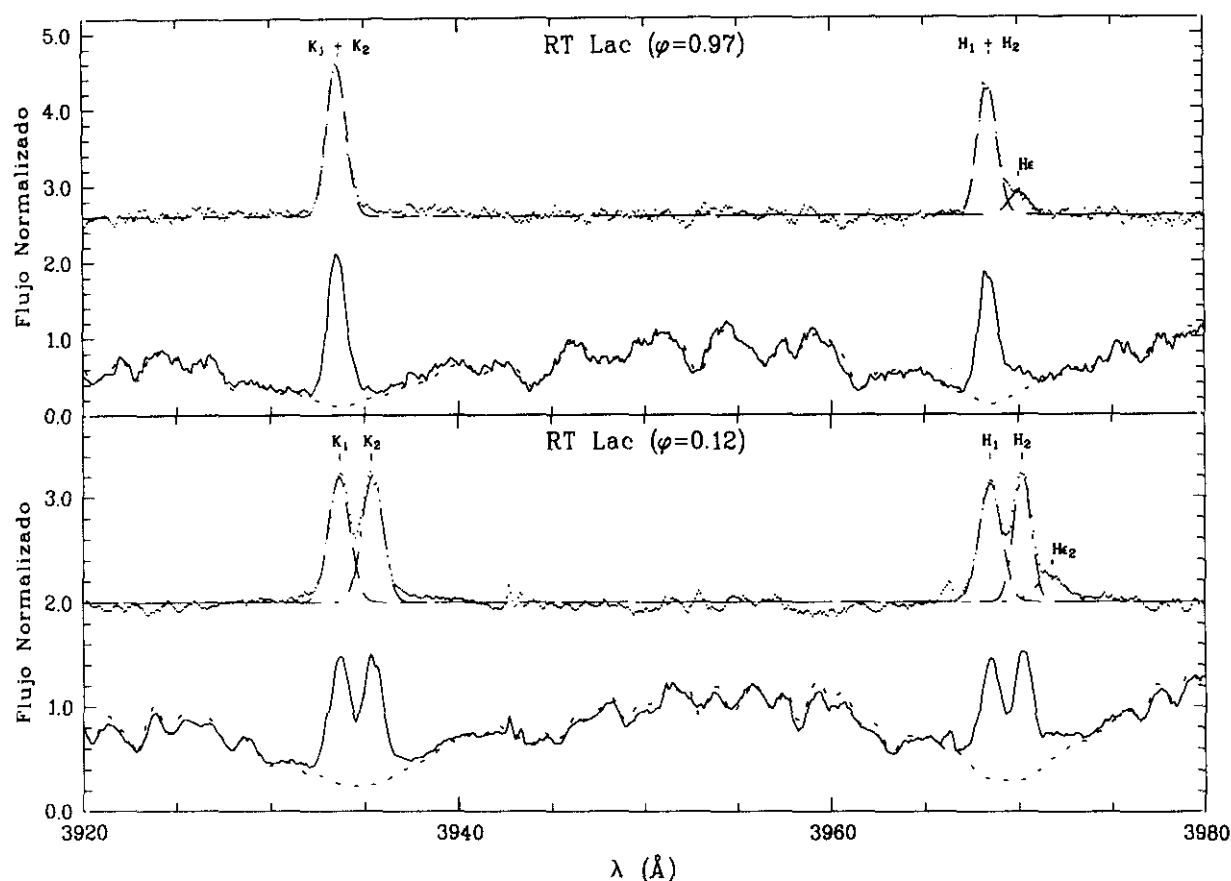


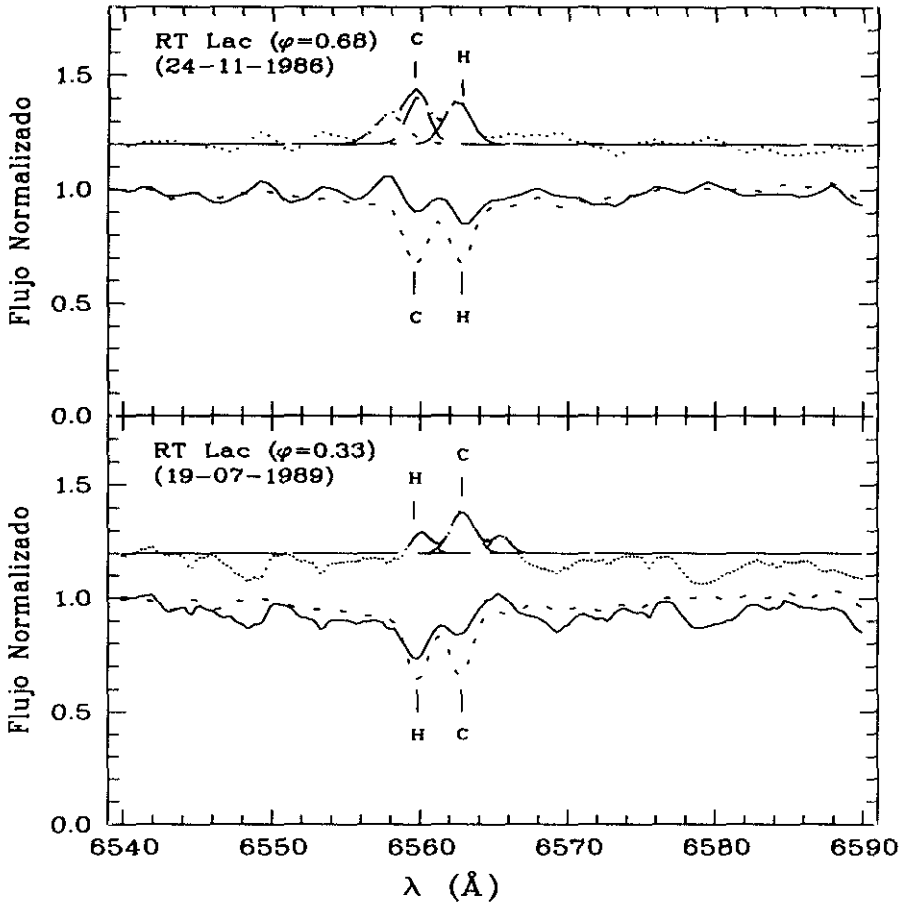
Figura 6.69: H y K de Ca II (RT Lac)

otras dos observaciones de Jul-88 ($\varphi = 0.97$ y 0.55) sólo pudo medirse el flujo total. En el espectro de Nov-86 la componente fría es la más activa, sin embargo en Jul-89 ambas componentes presentan intensidades muy similares. La substracción del espectro sintético, construido con estrellas de referencia de tipos G6IV y G8IV y los parámetros estelares dados por Popper (1991), permite poner de manifiesto que además de la intensa emisión en H y K de Ca II, ambas componentes presentan también H ϵ en emisión. En el espectro de Jul-89 la emisión H ϵ de la fría se observa directamente en el espectro diferencia, mientras que la correspondiente a la componente caliente se superpone con la emisión H de la fría, haciendo que ésta se observe más intensa que la de la caliente.

H α

Se dispone de observaciones de RT Lac en dos campañas de observación (Nov-86 y Jul-89) con fases orbitales 0.68 y 0.33 respectivamente.

En el espectro se observan claramente las líneas espectrales de las dos componentes del sistema sin embargo, el aspecto de la línea H α es complicado. Se observan las absorciones llenadas por emisión de las dos componentes y una emisión en el ala azul de la componente fría en fase 0.68 y en el ala roja en fase 0.33.

Figura 6.70: H α (RT Lac)

La técnica de substracción espectral permite poner de manifiesto la existencia un exceso de emisión de cada una de las componentes del sistema y de un tercer exceso de emisión que se corresponde con la emisión en las alas de la línea que se veía en el espectro, tanto en la observación de 1986 como en la de 1989. El origen de esta tercera componente de emisión podría estar relacionado con transferencia de masa de la componente fría a la caliente. Las EW de emisión obtenidas varían de un espectro al otro entre 0.14 y 0.42 Å.

6.2.26 AR Lac (HD 210334, HR 8448)

Binaria espectroscópica SB2 con eclipses totales, formada por estrellas de tipo G2IV y K0IV. Con un período orbital pequeño ($P_{\text{orb}} = 1.983$ días). CABS señala que este sistema presenta emisión H y K de Ca II de las dos componentes.

Bopp y Talcott (1978, 1980) encuentran H α siempre en absorción. Pudiendo resolverse en dos componentes de igual intensidad cerca de la cuadratura. La EW (H α) presenta una variabilidad alrededor de un valor medio de 1.54. Weiler (1978), Huenemoerder y Ramsey

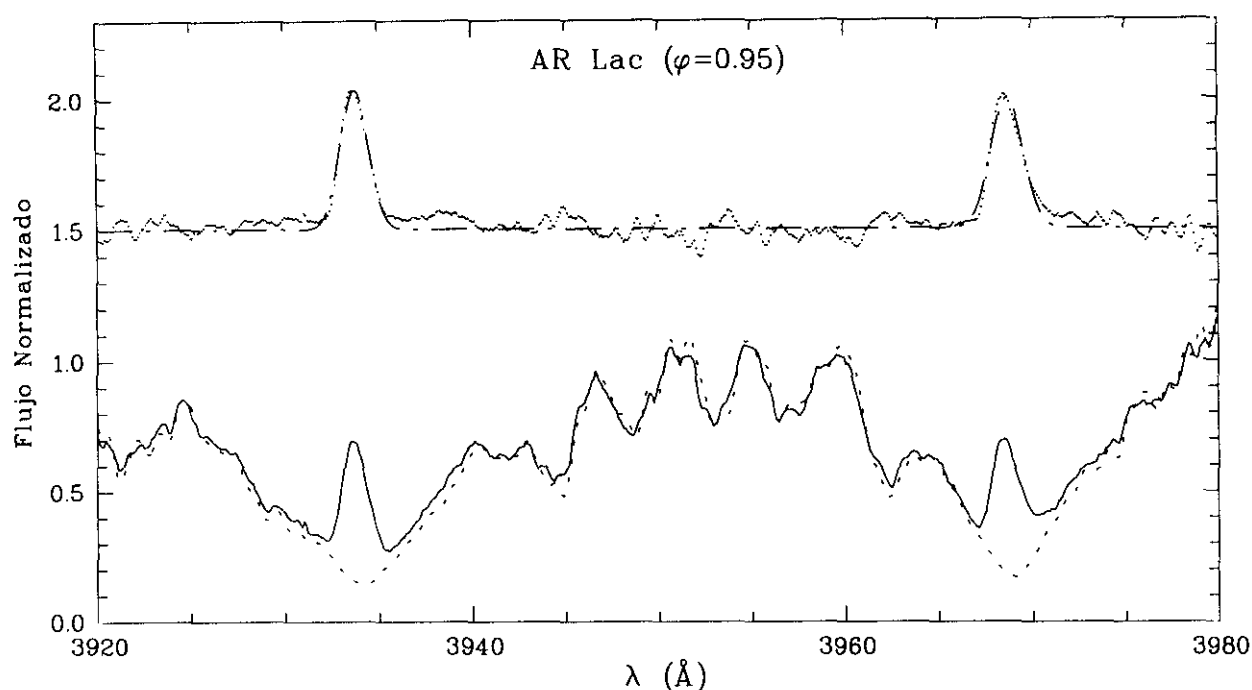


Figura 6.71: H y K de Ca II (AR Lac)

(1984) y Xuefu y Huisong (1986) observaron también un llenado de la absorción variable. Finalmente, Frasca y Catalano (1994) observaron exceso de emisión en ambas componentes con una EW mayor en la componente fría.

Observaciones en rayos X de Walter et al. (1983) indican que ambas componentes presentan estructuras corales compactas y la K0IV tiene una corona extensa y altamente inhomogénea en longitud. Posteriores observaciones, White et al. (1990) y Schmitt (1992), no dejan claro cual es la fuente principal de emisión en rayos X en este sistema, mientras que Kurster et al. (1992) encontraron, a partir de observaciones de ROSAT, que la emisión proviene en su totalidad de la estrella G.

Las observaciones en UV de Kiziloğlu et al. (1983) muestran que en efecto la emisión procede de ambas componentes y que el nivel de actividad cromosférica superficial en ambas estrellas es similar. Neff et al. (1989) encontraron que la emisión en Mg II presenta una compleja distribución espacial con tres centros de emisión en la estrella K. Pagano et al. (1994) estudian el comportamiento de la actividad de AR Lac entre 1981 y 1991 encontrando que mientras la estrella G permanece constante la estrella K presenta variaciones, con un máximo entre 1985 y 1987.

H y K de Ca II

Se dispone de varias observaciones de este sistema en H y K de Ca II en dos épocas diferentes. Se realizaron 6 observaciones en Jun-85 (Montesinos 1986) en las que se encontró emisión H y K de Ca II procedente de las dos componentes, siendo la emisión más intensa en la

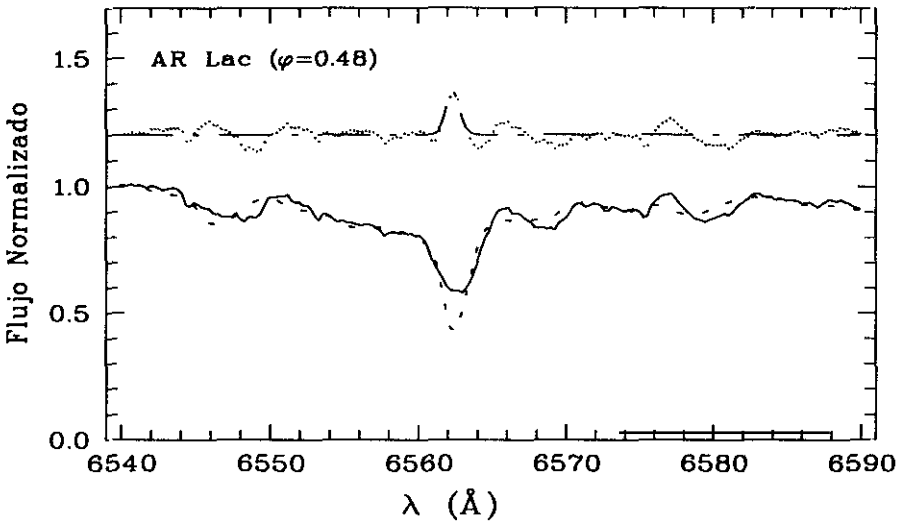


Figura 6.72: H α (AR Lac)

estrella fría (un 69 % de la estrella fría y un 31 % de la estrella caliente). En otras dos observaciones realizadas en Jul-89 en fase 0.95 se observó sólo un pico emisión, que debe de ser el resultado de la emisión de las dos componentes, ya que en esta fase tan próxima a 0.0 no es posible separar la contribución de cada componente. El pico de emisión observado es asimétrico lo que indica que las dos componentes contribuyen de forma diferente a la emisión observada. Se ha construido el espectro sintético con estrellas de referencia de tipo espectral G2IV y K1IV obteniendo un buen ajuste con el espectro observado. La emisión en H y K de Ca II en estos dos últimos espectros de Jul-89 es algo mayor que la que se observó en Jun-85.

H α

Sistema observado en Jul-89 con fase orbital 0.48. Se observa un sólo espectro aunque se trata de un sistema SB2. Esto se debe a que la fase 0.40 está próxima al eclipse secundario y a que las líneas están muy ensanchadas rotacionalmente ya que las componentes del sistema tienen velocidades de rotación $V_{seni} = 39/72 \text{ km s}^{-1}$ respectivamente. El perfil de la línea presenta una forma extraña con un pico en el núcleo de la línea hacia el azul que posiblemente se debe al solapamiento de las líneas de las dos componentes.

Por substracción del espectro sintético se obtiene un exceso de emisión. En esta fase orbital no es posible separar la contribución de cada componente pero es de esperar que esta emisión proceda de ambas componentes, según lo encontrado por otros autores.

6.2.27 SZ Psc (HD 219113)

Binaria SB2 con elipses parciales compuesta por una estrella F8V y por otra de tipo K1IV, que es la más masiva y ocupa del 80 al 90 % de su lóbulo de Roche. Es una de las RS CVn

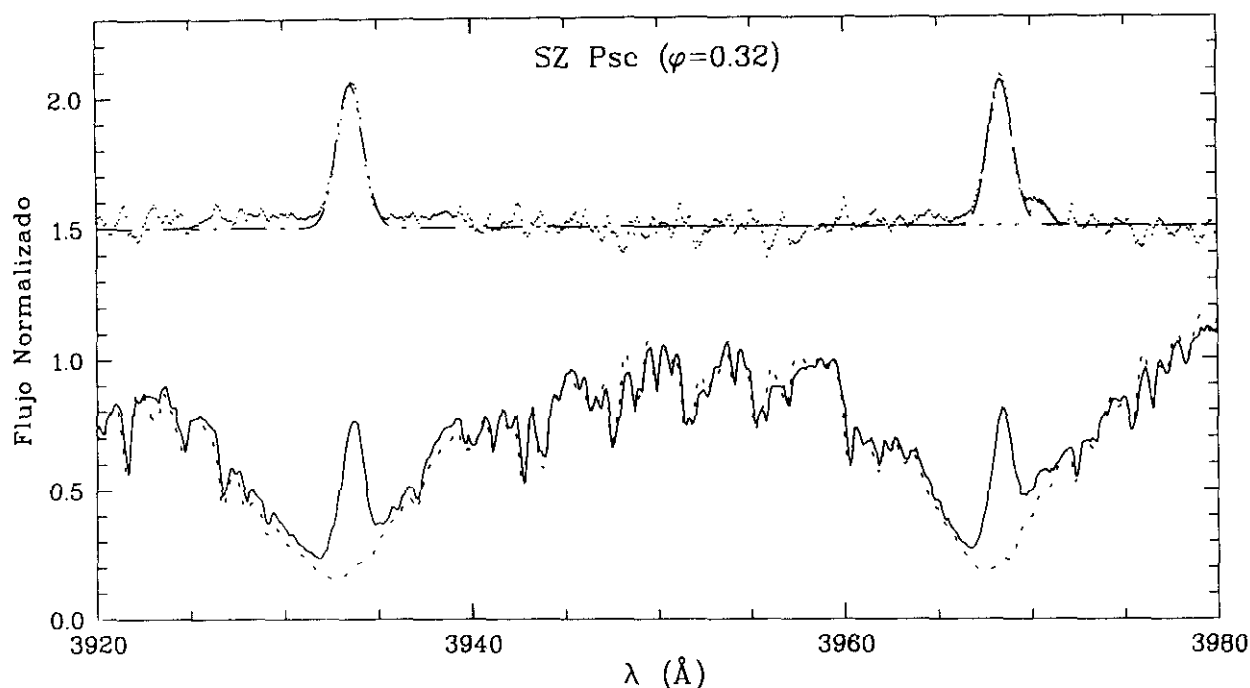


Figura 6.73: H y K de Ca II (SZ Psc)

más activa y de comportamiento más errático en su curva de luz, tanto en su amplitud como en su localización (Eaton et al. 1982). Por su geometría y características en los eclipses es bastante similar a un sistema Algol. Como en estos, hay indicios (perfiles $H\alpha$ observados durante una fulguración 1978) de la existencia de un disco o envoltura circunestelar inestable cinemáticamente y a través de la cual se produciría una transferencia de masa de forma brusca cuando la estrella rebasase su lóbulo de una forma momentánea (Bopp 1981).

Hall (1981) indica que este sistema puede encontrarse preparado para iniciar una rápida transferencia de masa y transformarse en una binaria de tipo Algol.

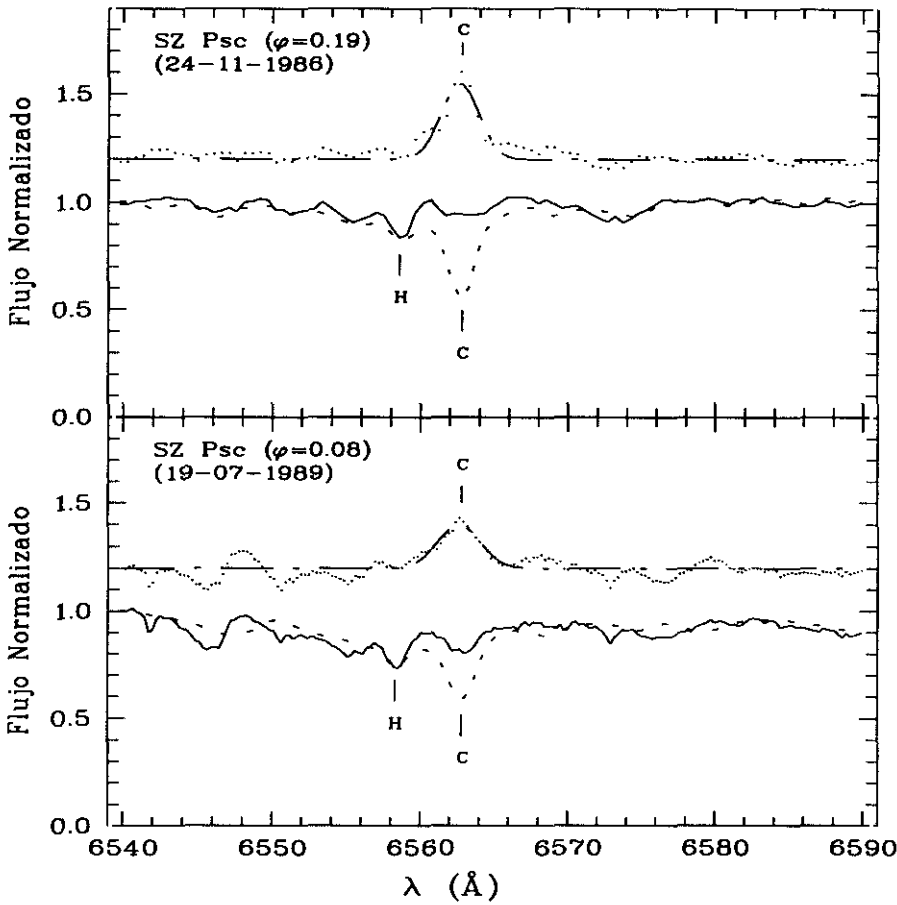
Se encuentra entre los sistemas RS CVn con emisiones en rayos X más intensas y muestra también emisiones altamente variables en ondas centimétricas.

Bopp y Talcott (1978), Weiler (1978), Huenemoerder y Ramsey (1984) y Frasca y Catalano (1994) encontraron un perfil variable en la línea $H\alpha$, desde un llenado de la absorción a una emisión por encima del continuo.

En las líneas h y k de Mg II (Fernández-Figueroa et al. 1986c; Danezis et al. 1992) se observa una única emisión procedente de la estrella K1V con una importante absorción en la parte azul de la línea, que se debe a una envoltura circunestelar que también había sido observado por Bopp (1981) en los perfiles $H\alpha$.

H y K de Ca II

En 7 observaciones realizadas en 1985 Fernández-Figueroa et al. (1986b) estudian el comportamiento de las líneas H y K de Ca II con la fase orbital encontrando una intensificación

Figura 6.74: $H\alpha$ (SZ Psc)

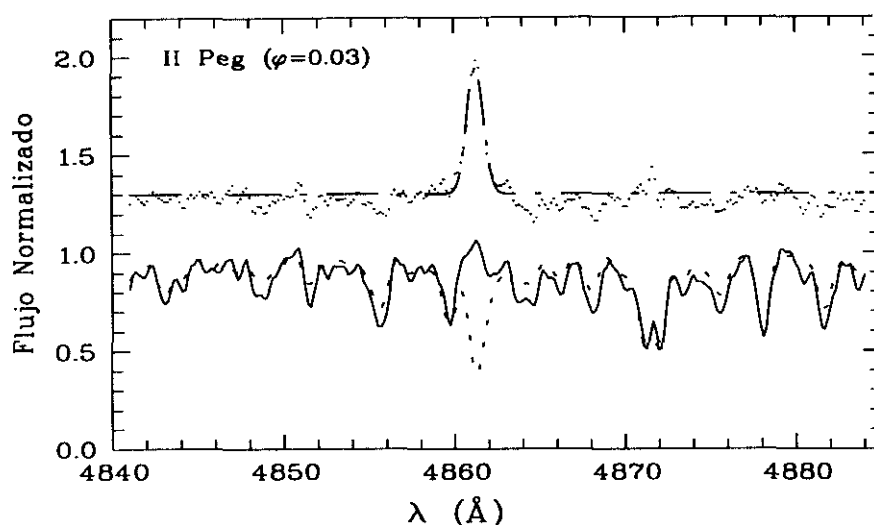
de la emisión en las fases 0.31 y 0.34 mientras que en las otras fases no observan una variación significativa. Explican esta observación a través de un fenómeno similar a una fulguración no asociado a una transferencia de masa, ya que los perfiles se presentan simétricos y similares a los observados en las fulguraciones en $H\alpha$ (Ramsey y Nations 1981), aunque también puede ser debido a la localización de regiones activas entorno a una cierta longitud.

Se dispone además de otras 3 observaciones realizadas en Nov-86, Jul-88 y Jul-89, en fases (0.42, 0.57, 0.32) en las que el perfil de la línea presenta aspectos diferentes, siendo el flujo en la línea algo más elevado en fase 0.57

$H\alpha$

Se dispone de dos observaciones de este sistema, en la región de la línea $H\alpha$, una en Nov-86 en fase orbital 0.19 y otra en Jul-89 en fase 0.08.

El espectro, en ambos casos, presenta un complicado perfil en el cual no está claro cual son las líneas $H\alpha$ de las dos componentes, las cuales deberían verse separadas. Puesto que este sistema presenta una emisión $H\alpha$ variable es posible, que en el momento de la observación, la línea se presente como un llenado completo de la absorción que la hace indistinguible del

Figura 6.75: H β (II Peg)

nivel del continuo. Por otra parte, la línea H α correspondiente a la componente caliente se observa como una débil absorción debido a la pequeña contribución de ésta al continuo total.

El espectro sintético construido con estrellas de referencia de tipos F8V y K0V confirma que la línea H α de la componente fría presenta un llenado completo de la absorción. Obteniéndose un importante exceso de emisión con una EW algo mayor en la observación de Nov-86.

6.2.28 II Peg (HD 224085)

Binaria espectroscópica SB1 clasificada como K2-3V-IV. Es uno de los sistemas RS CVn con mayores variaciones fotométricas ($\Delta V=0.5$) debidas a la presencia de manchas (Doyle et al. 1988; Rodonò y Cutispoto 1992) y con fulguraciones (Doyle et al. 1992). Vogt (1981) y Mohin y Raveendran (1993) realizaron un extenso estudio fotométrico y espectroscópico de este sistema, encontrando que la intensidad de la emisión H α estaba relacionada con la presencia de manchas frías en la fotosfera. De acuerdo con CABS este sistema presenta fuerte emisión en H y K de Ca II. Vogt (1979), Huenemoerder y Ramsey (1987) y Strassmair et al. (1990) encontraron emisión variable en la línea H α .

Huenemoerder y Ramsey (1987) encontraron que la relación entre los excesos de emisión en H α y en H β es similar a la observada en las protuberancias solares.

H β

Se dispone de una observación de este sistema en la región de la línea H β realizada en Dic-92 en fase orbital 0.03. En este espectro se han identificado las líneas espectrales y se observa, en la posición en la que debería observarse la línea H β como una absorción, un

pequeño pico de emisión. Aplicando la técnica de substracción espectral se observa que existe un llenado completo de la absorción. El espectro sintético se ha construido con una estrella de referencia de tipo K2V. En el espectro diferencia puede verse un intenso exceso de emisión $H\beta$, lo cual está de acuerdo con el comportamiento de la línea $H\alpha$ encontrado por otros autores. Desgraciadamente no disponemos de observaciones de este sistema en $H\alpha$ y por lo tanto no podemos estudiar el cociente entre ambas líneas.

6.3 Grupo 3.

(Componente activa de clase de luminosidad III)

6.3.1 33 Psc (HD 28, HR 3)

Sistema binario espectrocópico SB1 y no eclipsante de tipo espectral K0III. Wilson (1976) observó emisión en H y K del Ca II muy débil ($I_K=2$) y Xuefu y Huisong (1986) y Xuefu et al. (1993) encontraron que la línea $H\alpha$ se presentaba como una intensa absorción sin cambios apreciables.

H y K de Ca II

Se dispone de una observación realizada en Nov-86 en fase 0.19 en la que puede verse una emisión extremadamente débil (0.09).

$H\alpha$

Se dispone de una sólo observación en Nov-86. En el espectro se observan sólo las líneas de una de las componentes del sistema binario. La línea $H\alpha$ presenta una absorción muy intensa siendo las alas de la línea apenas apreciables.

Aplicando la técnica de substracción espectral se obtiene que no existe llenado de la emisión $H\alpha$, $EW(H\alpha) \approx 0.0$. Este bajo nivel de actividad está en acuerdo con las débiles emisiones H y K de Ca II observadas y con el elevado valor de su período (72.93 días).

6.3.2 5 Cet (AP Psc HD 352, HR 14)

Binaria espectrocópica SB1 semiseparada no eclipsante formada por una estrella de tipo K1III muy próxima a llenar su lóbulo de Roche, y una pequeña componente caliente que ha podido ser estudiada en el ultravioleta (Eaton y Barden 1988). Se trata además de un sistema de largo período ($P_{orb} = 96.439$ días). Bildelman (1981) da la siguiente clasificación espectral para este sistema: $\approx F/K1III$. CABS indica la presencia de intensa emisión en H y K de Ca II de la componente fría basándose en el valor del índice S dado por Middelkoop (1982). No se conoce nada sobre el comportamiento de la línea $H\alpha$ en este sistema (CABS).

H y K de Ca II

Se dispone de una observación de este sistema realizada en Dic-92 en fase orbital 0.32. Aunque el espectro presenta bastante ruido, se observa una pequeña emisión en el centro de las absorciones H y K de Ca II, que contrasta con la descripción dada en CABS según la cual esta estrella presenta fuertes emisiones.

Al comparar el espectro observado con el de una estrella no activa de tipo espectral similar a K1III se observa que la las absorciones H y K son menos profundas que en la estrella no activa lo cual puede ser debido a la baja relación S/N en este espectro o a la influencia de la componente caliente en el espectro observado.

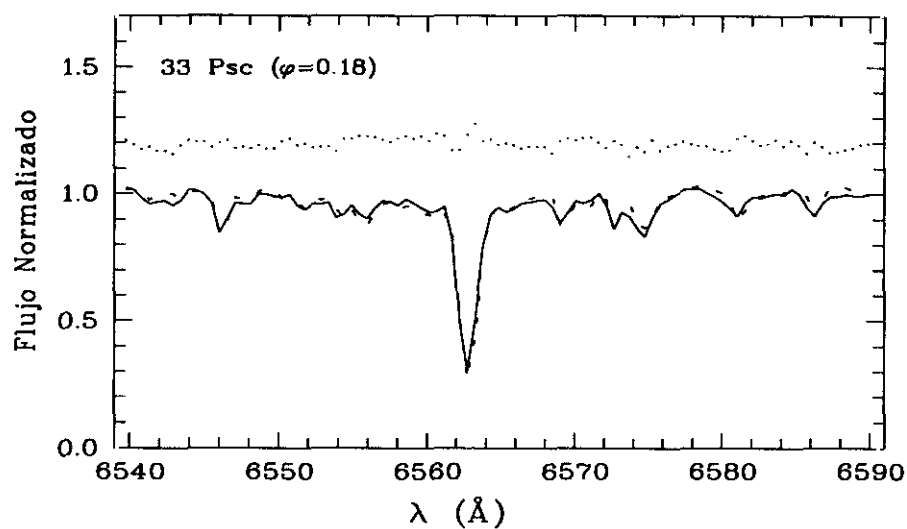
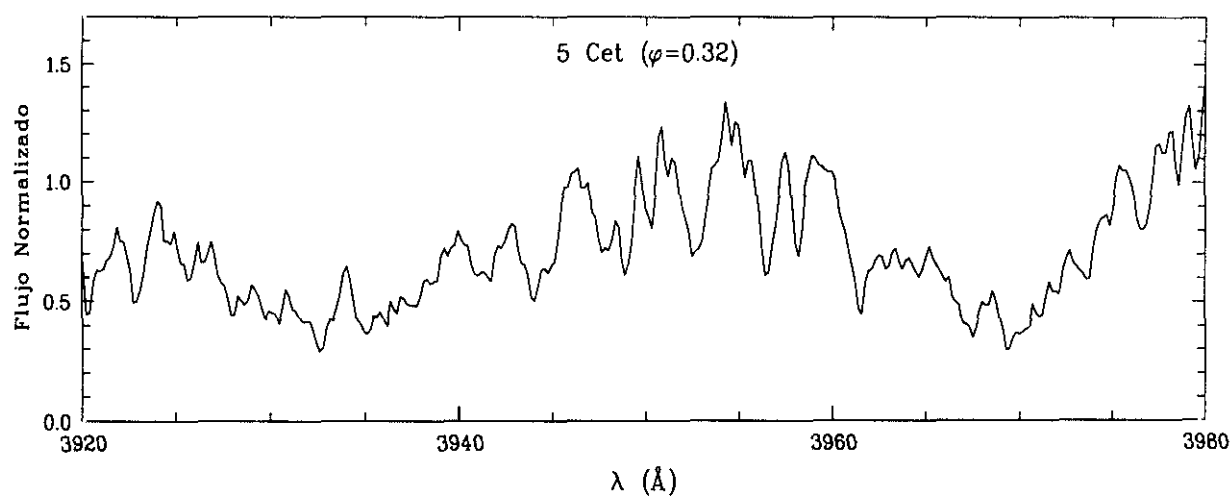
Figura 6.76: H α (33 Psc)

Figura 6.77: H y K de Ca II (5 Cet)

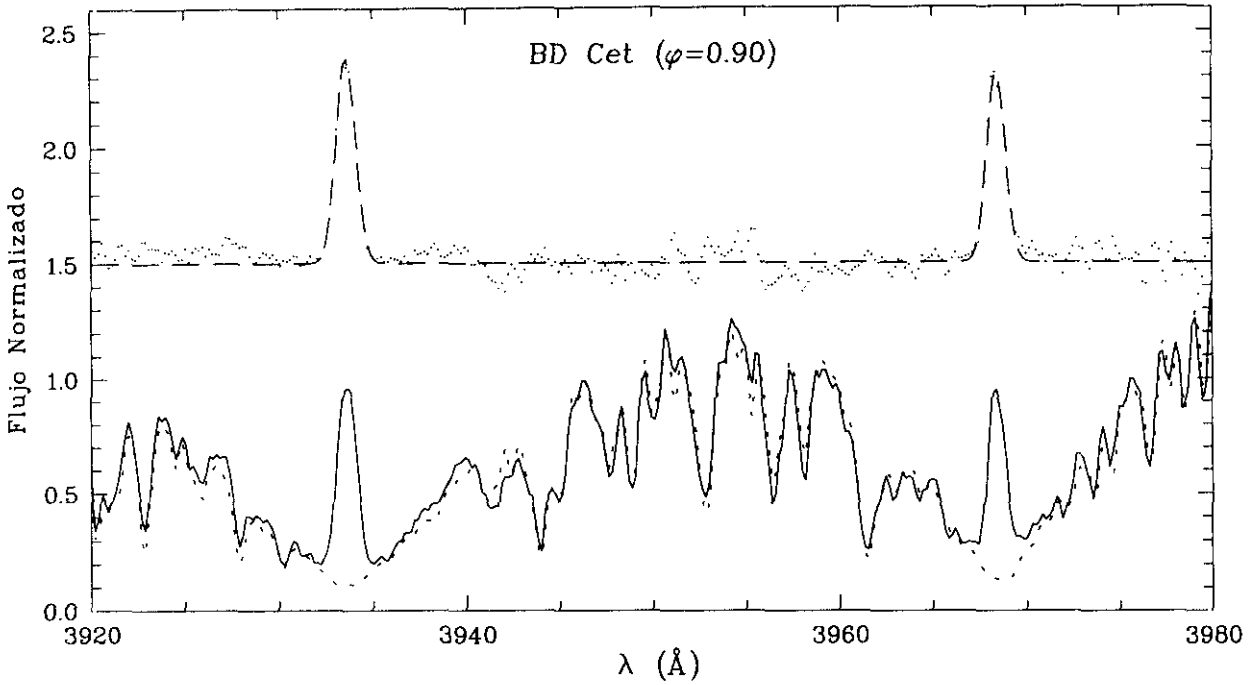


Figura 6.78: H y K de Ca II (BD Cet)

6.3.3 BD Cet (HD 1833)

Binaria espectroscópica SB1 clasificada como K1III + F por Bildelman y MacConnell (1973) con emisión H y K de Ca II de clase B de la componente fría (Bopp et al. 1983; Fekel et al. 1986). La línea $H\alpha$ se presenta como una moderada absorción (Fekel et al. 1986).

H y K de Ca II

Nuestra observación en H y K de Ca II realizada en Dic-92 en fase orbital 0.90 muestra una intensa emisión centrada en la línea de absorción. El espectro observado se ajusta bien al de una estrella de tipo espectral K1IV no activa.

6.3.4 ζ And (34 And, HD 4502, HR 215)

Este sistema se clasifica como K1II en CABS pero el radio calculado por Strassmeier et al. (1989) es inconsistente con esta clase de luminosidad. CABS indica para este sistema fuerte emisión en H y K de Ca II e intensa absorción en $H\alpha$. Xuefu et al. (1993) encontraron un llenado de la absorción $H\alpha$ que presentaba variaciones con la fase orbital con una amplitud de 0.8 Å.

H y K de Ca II

Se han realizado varias observaciones de este sistema en la región de las líneas H y K de Ca II, en diferentes épocas: una observación en Oct-1991 en fase orbital 0.29, otra en Dic-1992 en fase 0.69 y 6 observaciones más, sólo de la línea H, con el espectrógrafo SOFIN del

NOT (Nordic Optical Telescope) entre Septiembre y Octubre 1993. Se observan pequeñas variaciones en los flujo de emisión pero no se tienen cubiertas todas las fases orbitales y no es posible ver si existe o no una modulación rotacional de la emisión. En las seis observaciones realizadas con SOFIN se observa una disminución de flujo con la fase orbital, para fases comprendidas entre 0 y 0.5. Se observa también que estos flujos son algo menores que los de las dos observaciones anteriores (1991 y 1992).

H α

Se dispone de una observación en H α realizada en Jul-88 en fase orbital 0.85, la cual muestra una intensa absorción. Por substracción del espectro sintético, construido con una estrella de referencia de tipo K0II, se obtiene un pequeño exceso de emisión.

6.3.5 η And (38 And HD 5516, HR 271)

Binaria espectroscópica SB2 de período largo ($P_{\text{orb}}=115.71$ días) formada por dos estrellas G8IV-III con emisión muy débil ($I_K=3$) en H y K de Ca II (Wilson 1976). Este sistema estaba incluido en la primera edición de CABS pero no en la segunda edición por no existir suficientes evidencias de su actividad cromosférica según Strassmeier y Hron (1990). Xuefu et al. (1993) observan la línea H α como una absorción normal sin llenado por emisión y sin variaciones de la EW.

H y K de Ca II

Se dispone de una observación tomada en Dic-92 en fase orbital 0.62, en la que se observa una emisión muy débil que parece estar algo desplazada hacia el azul. Aunque la emisión es muy pequeña se observa con claridad tanto en H como en K. La substracción de un espectro sintético construido con estrellas de referencia no activas confirma que se trata de una emisión real. Por lo tanto, este sistema sí presenta actividad cromosférica aunque ésta sea muy pequeña, lo cual contradice el trabajo de Strassmeier y Hron (1990) en cual no se detectaba emisión en H y K de Ca II.

6.3.6 AY Cet (39 Cet, HD 7672, HR 373)

AY Cet es una binaria espectroscópica SB1 (WD/G5III) con manchas fotosféricas detectadas por su pronunciada onda fotométrica (Eaton et al. 1983), con intensas líneas de emisión en H y K de Ca II (Fekel 1980; Bopp 1984, Strassmeier et al. 1990) y con fulguraciones (Simon et al. 1985). Fekel et al. (1986) observaron una moderada absorción en H α . Strassmeier et al. (1990) obtuvieron un claro llenado de la emisión H α . Fekel y Eitter (1989) encuentran que aunque la órbita es circular la rotación no está sincronizada ($P_{\text{orb}}=56.824$, $P_{\text{rot}}=77.22$ días).

H y K de Ca II

Nuestra observación de este sistema realizada en Dic-92 en fase orbital 0.61 muestra una

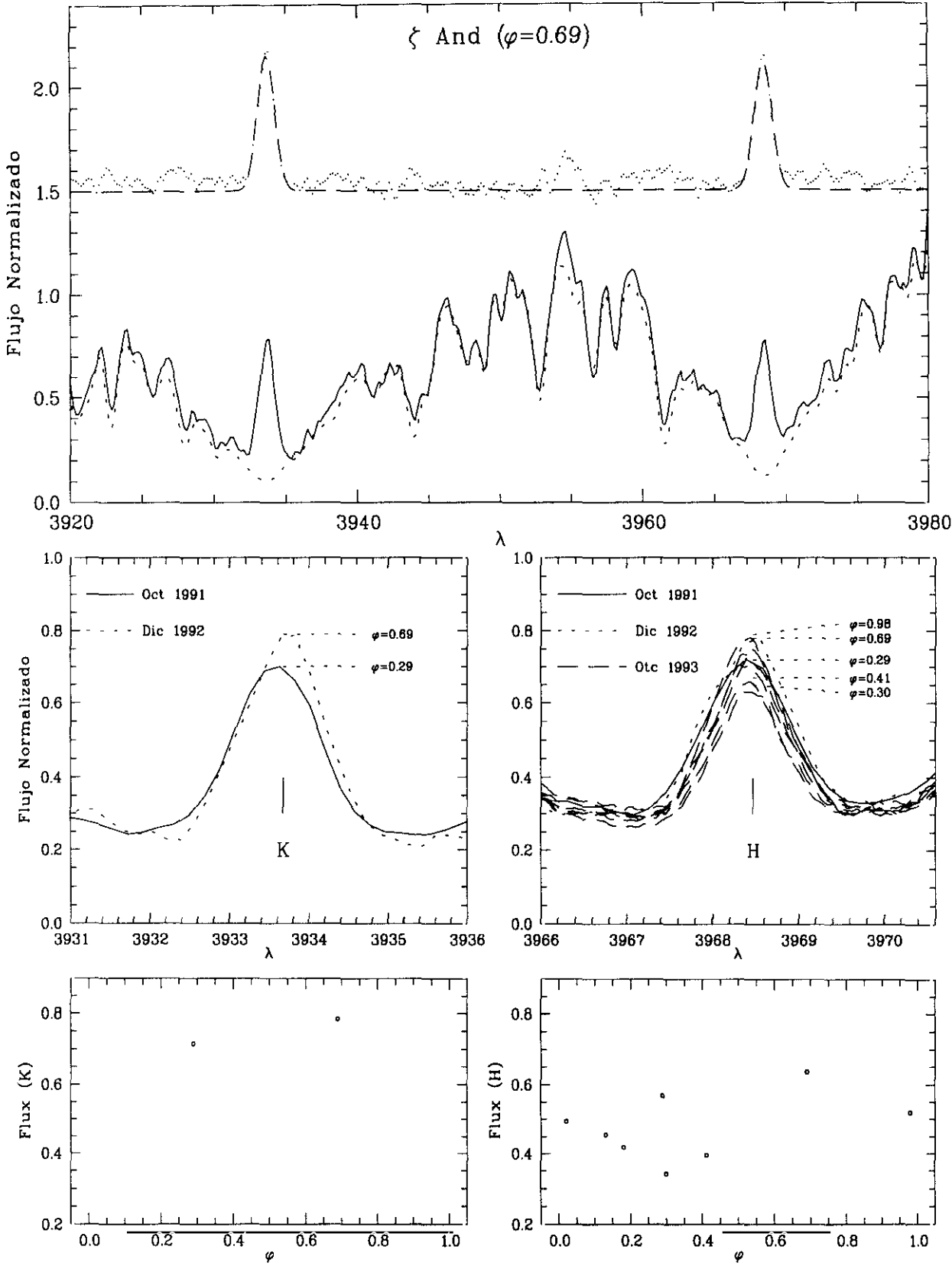


Figura 6.79: H y K de Ca II (ζ And)

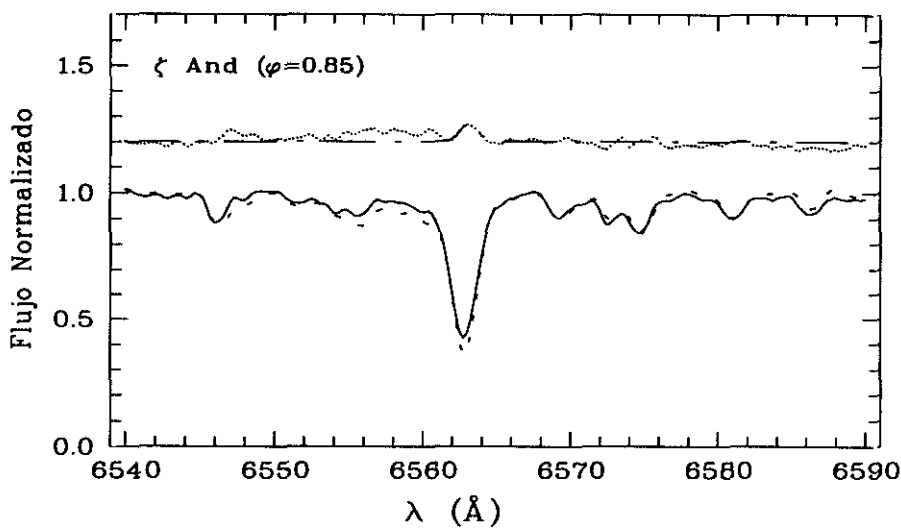


Figura 6.80: H α (z And)

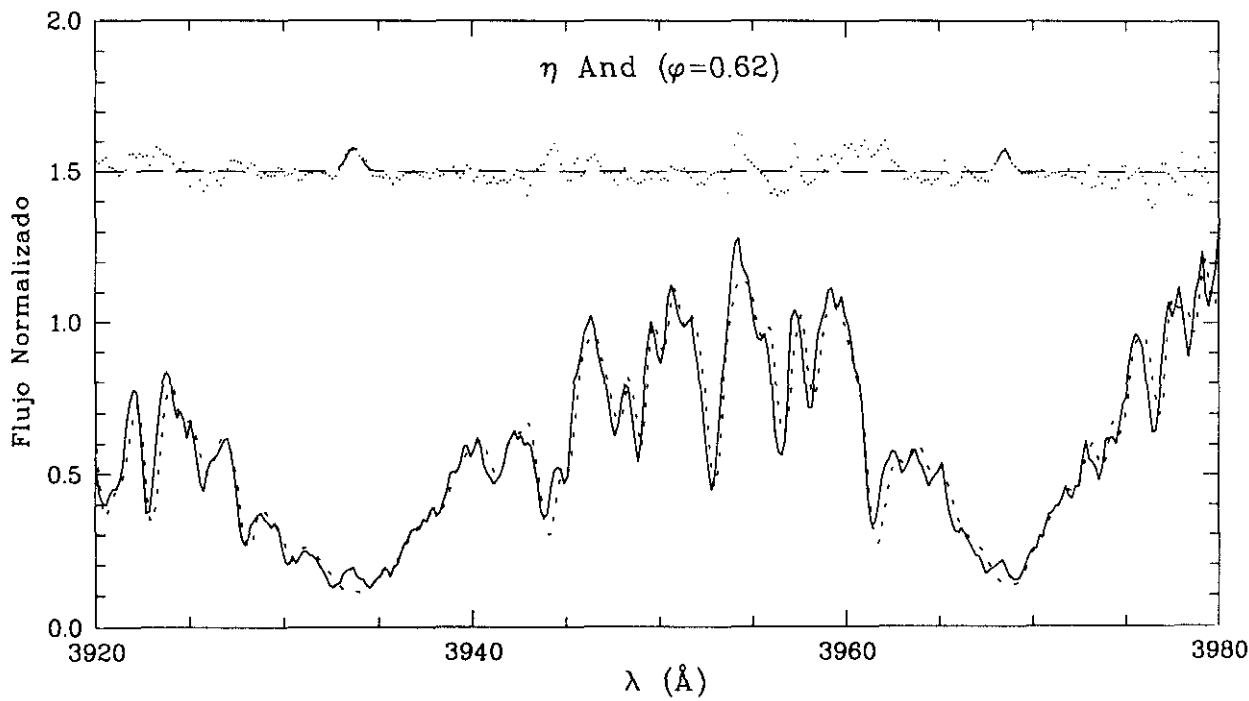


Figura 6.81: H y K de Ca II (η And)

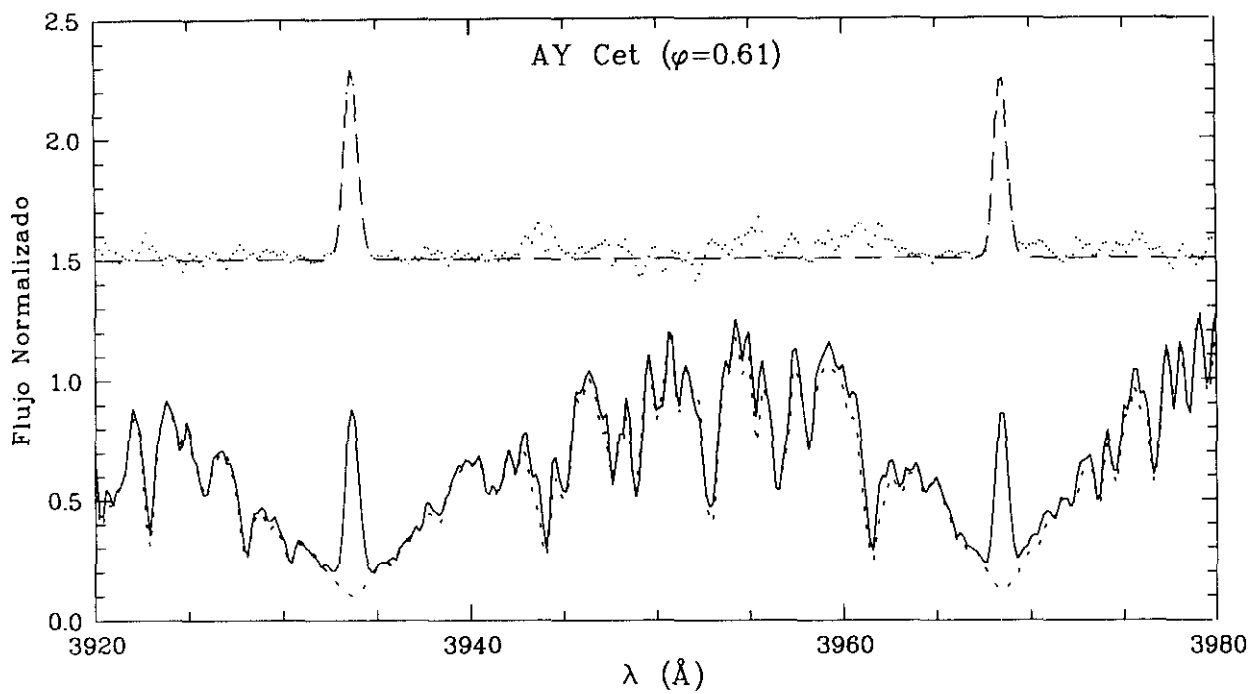


Figura 6.82: H y K de Ca II (AY Cet)

intensa emisión en las líneas H y K de Ca II centrada en la absorción. La intensidad de la emisión, casi llega al nivel del continuo, es similar a la encontrada por Bopp (1984). La EW de la emisión se ha determinado por sustracción de un espectro sintético construido con una G6IV.

6.3.7 HD 12545 (XX Tri, BD +34 363)

HD 12545 es uno de los sistemas RS CVn más activos (Bopp et al. 1993). Se trata de una binaria espectroscópica SB1 de tipo K0III con una amplitud fotométrica de 0.6 mag en V que indica que al menos la mitad del hemisferio visible está cubierto por manchas. Presenta una emisión en H y K de Ca II que es de 2 a 3 veces el nivel del continuo (Strassmeier et al. 1990). y una ancha y variable emisión H α por encima del continuo con una intensidad comparable a la observada en V711 Tau o II Peg (Bopp et al. 1993).

H y K de Ca II

Se dispone de una sola observación de este sistema en la región de las líneas H y K de Ca II tomada en Dic-92 en fase orbital 0.55 según las efemérides de Bopp et al. (1993). En este espectro se observa una emisión extremadamente intensa ($I_{K_3}=4.6$) y la línea H ϵ también en emisión. El espectro sintético se ha construido con una estrella de tipo K1IV. Se ha realizado un ajuste Gaussiano en el espectro diferencia para separar la emisión en H y en H ϵ .

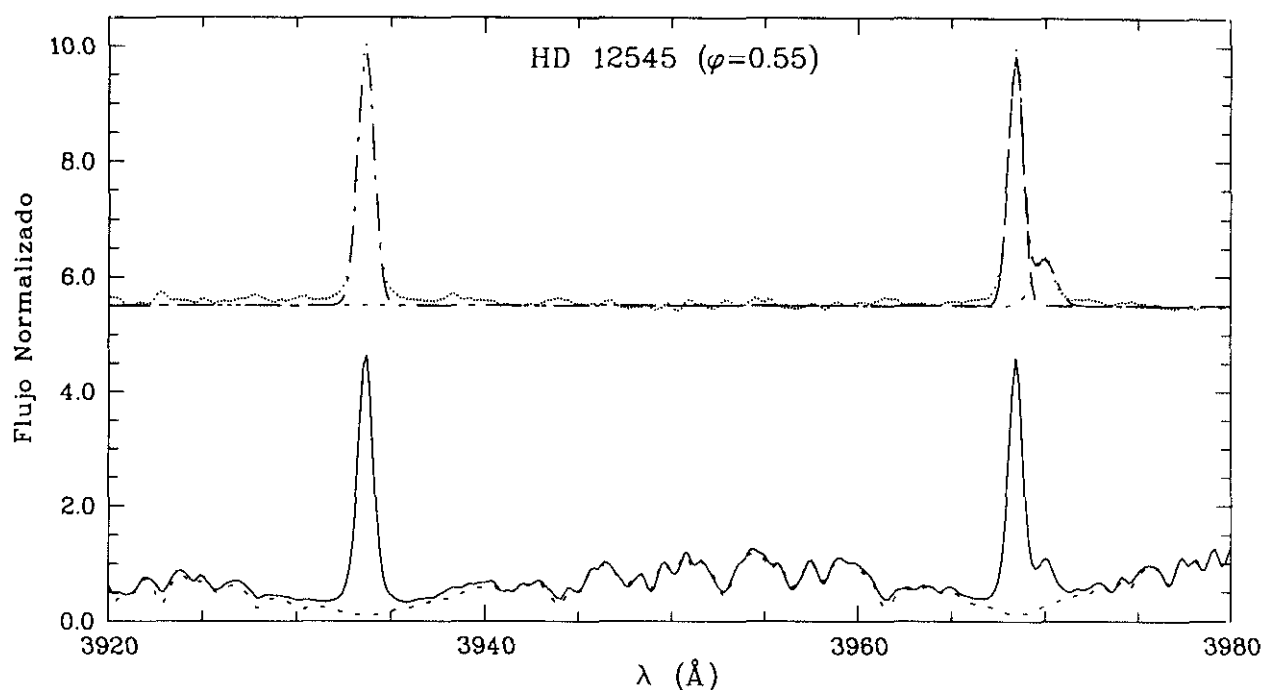


Figura 6.83: H y K de Ca II (HD 12545)

6.3.8 6 Tri A (TZ Tri A, ι Tri A, HD 13480, HR 642)

Componente A del sistema binario visual ADS 1697. Se trata de un sistema binario espectroscópico SB2 no eclipsante de tipo espectral F5/K0III con emisión moderada en H y K de Ca II y H α en absorción (CABS).

H y K de Ca II

Se dispone de una observación de este sistema en H y K de Ca II, realizada en Dic-92 en fase orbital 0.87. En este espectro se observa una emisión moderada en las líneas H y K no centrada con las correspondientes absorciones ya que al espectro observado contribuyen las dos componentes del sistema. Las emisiones se ven algo desplazadas hacia el azul, en acuerdo con la fase orbital de 0.87. Se ha construido el espectro sintético con estrellas de referencia de tipos espectrales F7V y K0III con una contribución relativa de cada componente al continuo total de (0.2/0.8). El espectro diferencia muestra una clara emisión de la componente fría.

6.3.9 RZ Eri (HD 30050)

Sistema binario eclipsante SB2 con tipos espectrales A8-F0IV/G8-K0IV-III. Burki et al. (1992) encontraron que la componente secundaria presenta tres tipos de variabilidad: manchas estelares, efecto de reflexión y una variabilidad a largo plazo atribuida a un ciclo de actividad estelar. Los radios y las masas de las componentes son inconsistentes con una

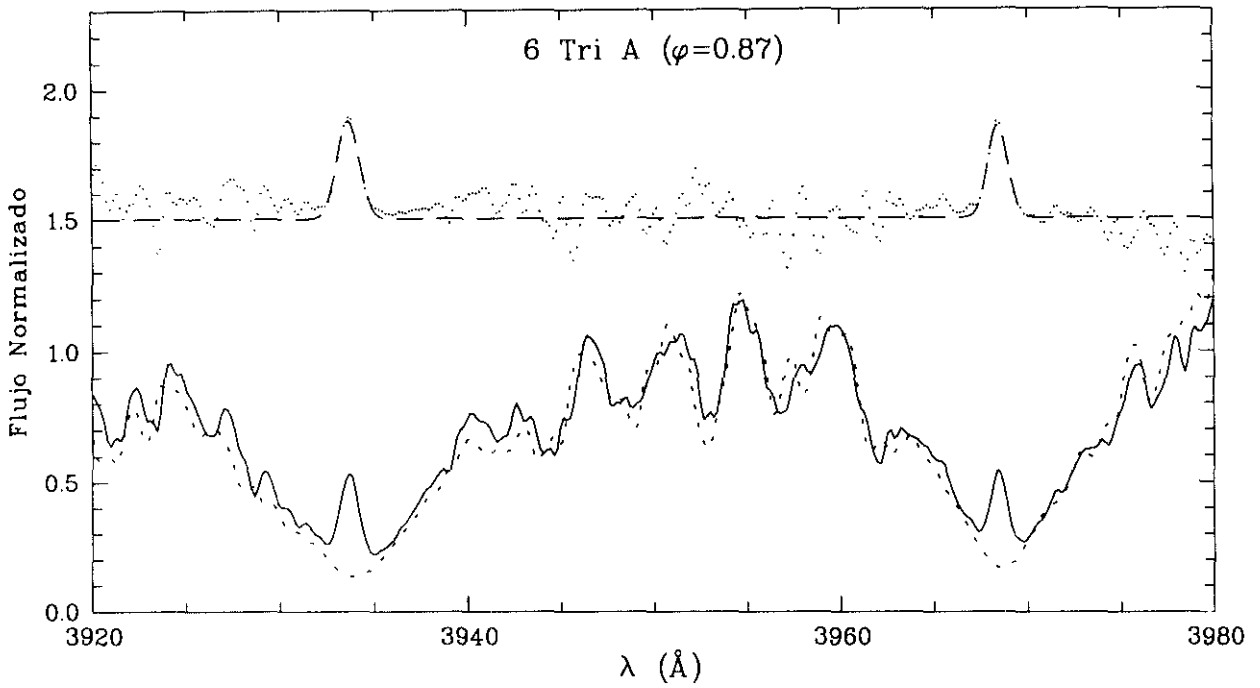


Figura 6.84: H y K de Ca II (6 Tri A)

evolución normal (sin transferencia de masa) y se han encontrado evidencias de la existencia de materia circunestelar (Burki et al. 1992). El sistema presenta además una rotación asíncrona ($P_{\text{orb}}=39.3$, $P_{\text{rot}}=31.4$ días).

H α

Una observación en fase 0.37 muestra un perfil H α con contribución de las dos componentes del sistema. El espectro sintético ha sido construido con los espectros de una F6IV y una K0IV. El espectro diferencia nos muestra una pequeña emisión procedente de la componente fría, que nos indica que esta componente presenta un ligero llenado de la emisión, aunque Xuefu y Huisong (1986) encontraron una intensa absorción H α en este sistema.

6.3.10 12 Cam (BM Cam, HD 32357, HR 1623)

Binaria espectroscópica SB1 y no eclipsante de tipo espectral K0III. Se trata de un sistema con elevada excentricidad ($e=0.35$) y con un período orbital de 80.17 días. Hall y Osborn (1986) encontraron un período fotométrico de 80.94 días mientras que Strassmeier et al. (1989) encuentran un valor de 85.0 días, con lo cual aunque P_{rot} y P_{orb} son parecidos el sistema se separa bastante de la seudosincronización. CABS indica que este sistema presenta emisión H y K de Ca II y que la línea H α se presenta en absorción. Strassmeier et al. (1990) señalan que la línea H α parece mostrar un llenado de la absorción variable, lo cual es confirmado por las observaciones de Xuefu et al. (1993) y Eker et al. (1994).

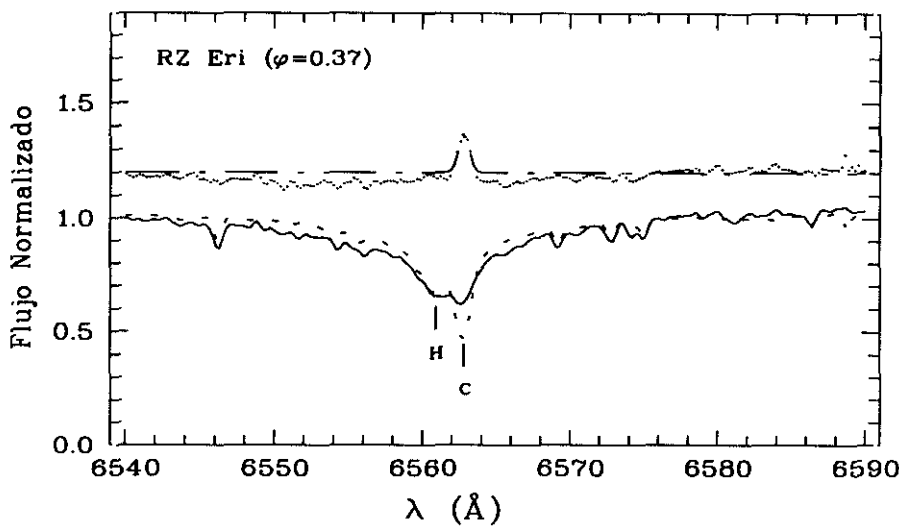


Figura 6.85: H α (RZ Eri)

H y K de Ca II

Se realizaron cinco observaciones en Nov-86 todas ellas en fase muy próxima a 0.5 en las que puede verse una intensa emisión (1.4) centrada con la absorción. Se observan pequeñas variaciones en la intensidad de la emisión de un espectro a otro. El espectro sintético se ha construido con una estrella de referencia de tipo K0III, con el que se conseguía un buen ajuste. A pesar de la intensa emisión en H y K de Ca II no se observa ningún indicio de la presencia de H ϵ .

H α

Se dispone de una sola observación de este sistema realizada en Nov-86. En el espectro puede verse que la línea H α es asimétrica y parece tener una emisión en el ala azul de la línea. Eker et al. (1994) observan también en sus espectros una asimetría similar en la línea H α .

Por otra parte la intensidad residual presenta un valor considerable lo que puede indicar la existencia de un llenado de la absorción. Con la técnica de substracción espectral se ha obtenido un exceso de emisión H α importante. El espectro sintético se construyó con una estrella de referencia de tipo K1II, ya que ésta era la que mejor se ajustaba al espectro observado. El perfil del exceso de emisión en el espectro diferencia presenta un exceso de emisión en el ala azul y un exceso de absorción en el ala roja como resultado de la asimetría observada en el perfil de absorción.

6.3.11 V1149 Ori (HD 37824)

Binaria espectroscópica SB1 no eclipsante, clasificada como K1III+F por Bidelman y MacConnell (1973), aunque Fekel et al. (1986) no encontraron evidencias en el UV de la

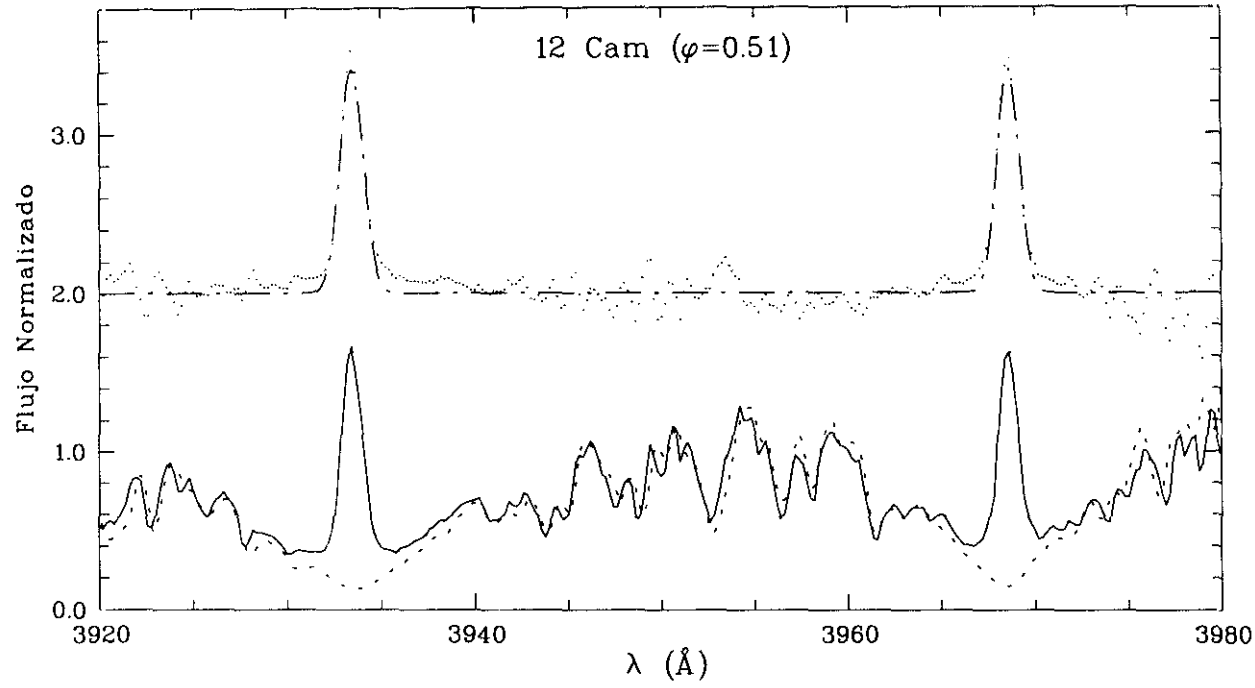


Figura 6.86: H y K de Ca II (12 Cam)

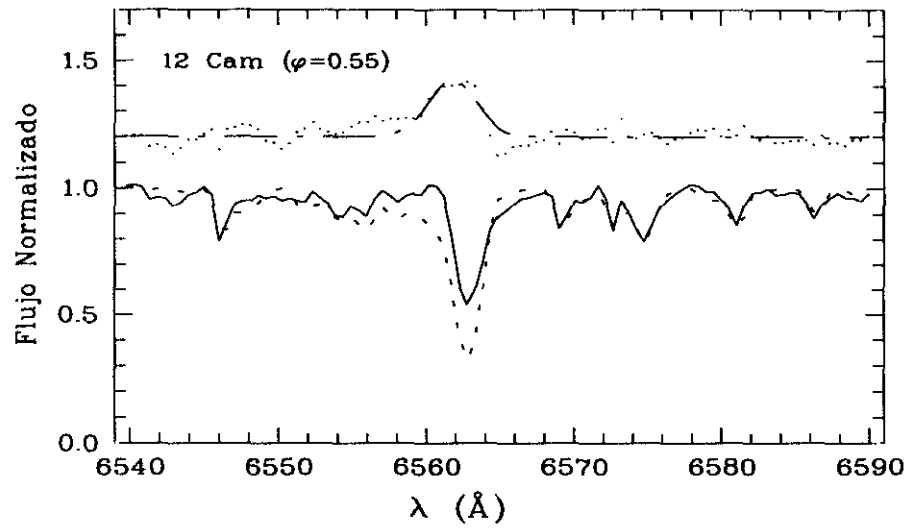


Figura 6.87: H α (12 Cam)

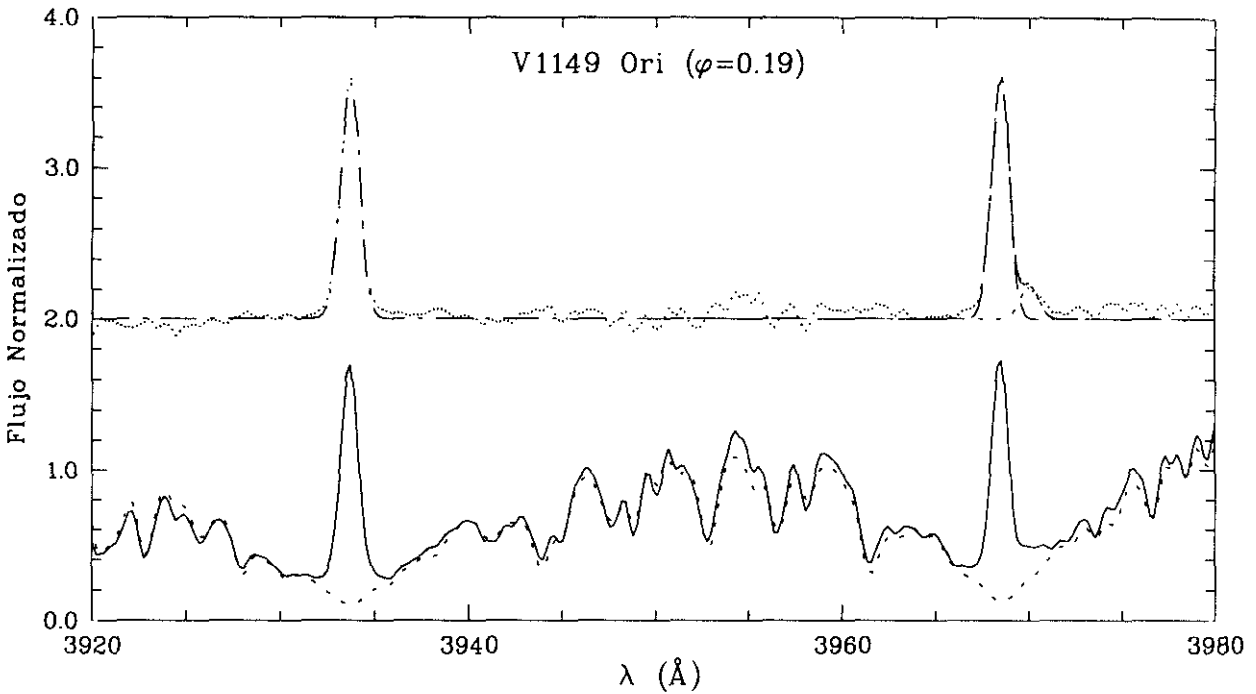


Figura 6.88: H y K de Ca II (V1149 Ori)

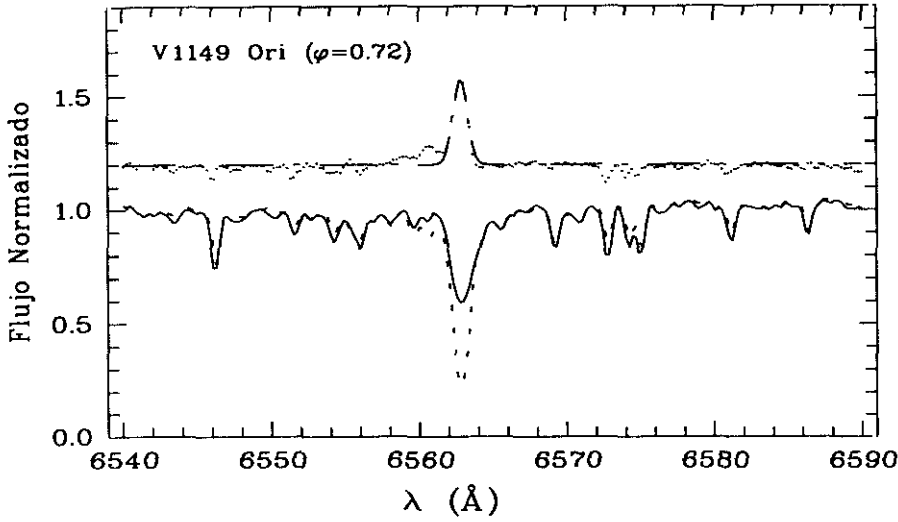
presencia de una componente de tipo F. Hirshfeld y Sinnott (1982) asignan un tipo espectral G5IV. Este sistema presenta emisión en H y K de Ca II de clase B y la línea $H\alpha$ en absorción (Bopp 1984; Fekel et al. 1986). La presencia de manchas en esta estrella ha sido ampliamente estudiada a partir de su variabilidad fotométrica (Hall et al. 1983, 1991; Strassmeier et al. 1989; Cutispoto 1992).

H y K de Ca II

Se dispone de dos espectros de este sistema realizados en Mar-93 con una fase orbital de 0.19. En ambas observaciones puede verse una intensa emisión en las líneas H y K de Ca II y la línea $H\epsilon$ también en emisión. El espectro sintético se ha construido con una estrella de referencia de tipo G6IV, porque se obtenía un ajuste mucho mejor que con una estrella de tipo K, también fue necesario introducir un ensanchamiento rotacional algo mayor que el dado en CABS ($V\text{sen}i=11$), para conseguir reproducir mejor las líneas fotosféricas del espectro. La intensidad de las emisiones en H y K es mayor que la encontrada por Bopp (1984) ya que en su espectro la emisión no sobrepasa el nivel del continuo en 3950, mientras que en nuestros espectros está bastante por encima.

$H\alpha$

El espectro observado muestra una elevada intensidad residual, indicativo de la presencia de un llenado de la emisión, lo cual se confirma al substrar el espectro sintético construido con el espectro de una K0III, obteniendo un exceso de emisión considerable. Fekel et al. (1986) encontraron una absorción $H\alpha$ moderada.

Figura 6.89: $H\alpha$ (V1149 Ori)

6.3.12 CQ Aur (HD 250810)

Sistema formado por una estrella de tipo G2 y otra de tipo K0, ambas visibles en el espectro, y que presenta eclipses totales. Kholopov (1985) clasificó este sistema como G0III. Recientemente Popper (1990) da los siguientes tipos espectrales F5V/K1IV.

CABS indica que este sistema presenta emisión H y K de Ca II en la componente fría del sistema y que la línea $H\alpha$ presenta una absorción variable. Hall y Ramsey (1992) aplicando la técnica de substracción espectral obtuvieron un moderado llenado de la absorción y no encontraron evidencias de la presencia de material extenso.

H y K de Ca II

Se dispone de dos observaciones de este sistema realizadas en Nov-86 en fases (0.42 y 0.95). En estos espectros se observa una emisión que se desplaza a lo largo de la absorción, estando los desplazamientos en longitud de onda de acuerdo con la fase orbital. Esto indica que la emisión procede de la componente fría y que la componente caliente es la que contribuye principalmente al espectro observado. Sin embargo, la relación de luminosidades en esta región del espectro, calculada con los radios y T_{eff} deducidas de los tipos espectrales dados en CABS, es de 0.37 indicando que la componente fría debería contribuir más al espectro emitido. Ambos espectros presentan una relación S/N baja y no se conseguían buenos ajustes al aplicar la técnica de substracción espectral.

$H\alpha$

En la única observación disponible de este sistema, realizada en Nov-86, se observa un sólo espectro debido a que la fase en el momento de la observación es 0.42 y las líneas de las dos componentes quedan prácticamente solapadas. Sin embargo, en la posición correspondiente a la línea $H\alpha$ se observan dos líneas que en principio podrían parecer procedentes de las

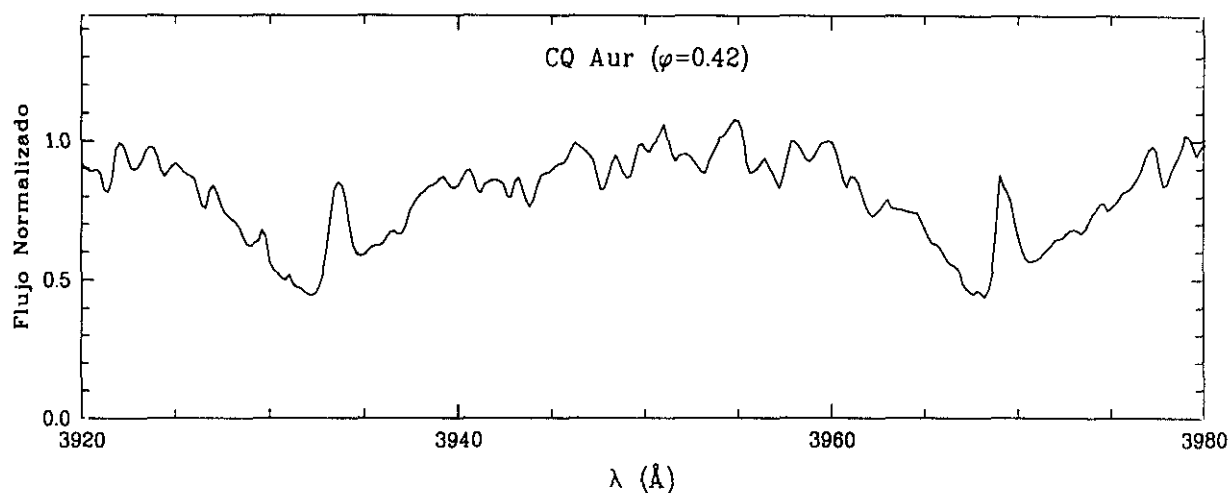


Figura 6.90: H y K de Ca II (CQ Aur)

dos componentes pero el comportamiento del resto de las líneas indica que sólo la línea más intensa situada más hacia el rojo ($\lambda = 6564.7 \text{ \AA}$) es la línea $H\alpha$ ya que coincide con la posición calculada a partir de la posición ocupada por la línea de FeI.

Se ha construido el espectro sintético con estrellas de referencia de tipos espectrales G0V y K0IV y con una contribución relativa de cada componente de (0.15/0.85). En el espectro diferencia se observa un claro exceso de emisión de la componente fría.

6.3.13 SS Cam

Binaria espectroscópica SB2 (F5V-IV/K0IV-III) con eclipses totales. CABS indica que este sistema presenta emisión H y K de Ca II en la componente fría del sistema y no dice nada sobre el comportamiento de la línea $H\alpha$.

$H\alpha$

Se dispone de una sólo observación realizada en Nov-86. En el espectro se ven las líneas de las dos componentes del sistema siendo la más intensa la correspondiente a la componente fría de acuerdo con la fase orbital calculada (0.22) y con la débil contribución de la componente caliente al espectro ($\alpha=0.36$). Se ha obtenido un ajuste satisfactorio con un espectro sintético construido con estrellas de referencia de tipos espectrales F6IV y K0IV. En el espectro diferencia puede verse un exceso de emisión bastante ancho procedente de la componente fría.

6.3.14 AR Mon (HD 57364)

Sistema binario eclipsante SB2 formado por dos gigantes (G8III/K2-3III) con emisión en H y K de Ca II de ambas componentes (Popper 1976). Este sistema presenta una evolución

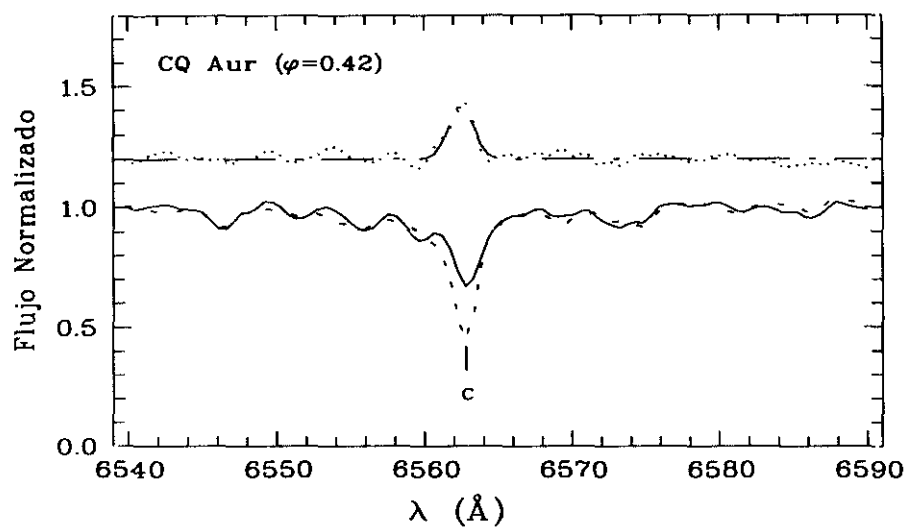


Figura 6.91: H α (CQ Aur)

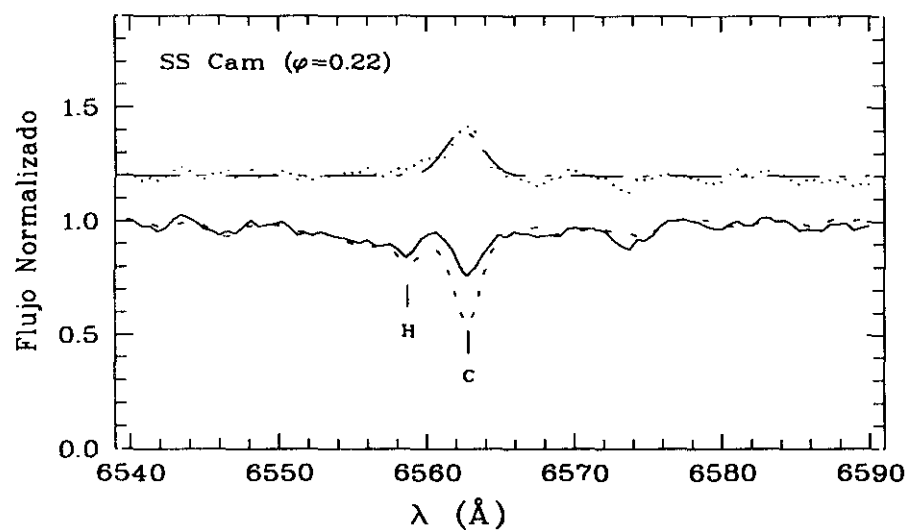
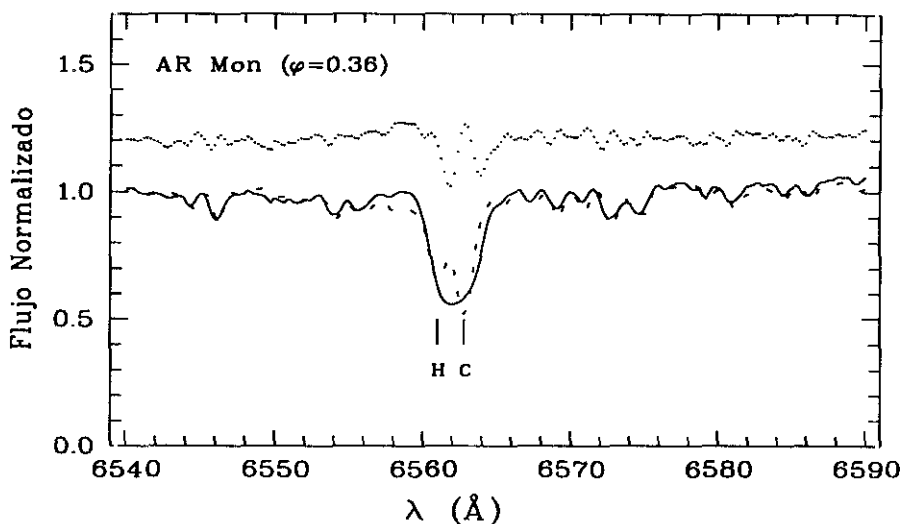


Figura 6.92: H α (SS Cam)

Figura 6.93: $H\alpha$ (AR Mon)

anómala, la componente fría llena su lóbulo de Roche y se encuentra en la última fase de transferencia de masa.

Xuefu y Huison (1987) encuentra $H\alpha$ en absorción, y recientemente, Hall y Ramsey (1992) han encontrado evidencia de la existencia de componentes extensas así como de pérdida de masa a través del punto de Lagrange externo y la existencia de una región de acreción extensa con elevada temperatura.

$H\alpha$

El espectro observado en fase orbital 0.36 muestra líneas de absorción fotosféricas de ambas componentes desplazadas de acuerdo con la fase orbital, sin embargo, la línea $H\alpha$ se observa como una ancha absorción y no es posible separar la contribución de cada componente. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos G8III y K0III. El espectro substraído muestra excesos de absorción de las dos componentes, similares a los encontrados en el estudio de Hall y Ramsey (1992) en una fase orbital próxima.

6.3.15 σ Gem (75 Gem, HD 62044, HR 2973)

Binaria espectroscópica SB1 y tipo espectral K1III. Bopp y Talcott (1980) encontraron una intensa emisión H y K de Ca II en este sistema y Strassmeier et al. (1990) señalan que esta emisión es variable. Smith y Bopp (1982), Bopp et al. (1988), Strassmeier et al. (1990) y Frasca y Catalano (1994) encontraron un llenado de la absorción en la línea $H\alpha$.

H y K de Ca II

Se han realizado varios espectros de esta estrella en la región de las líneas H y K de Ca II en diferentes épocas. Tres observaciones en Feb-88 con fases 0.82 y 0.92, una observación en Oct-91 en fase 0.41 y cinco espectros sólo de la línea H con el espectrógrafo SOFIN del

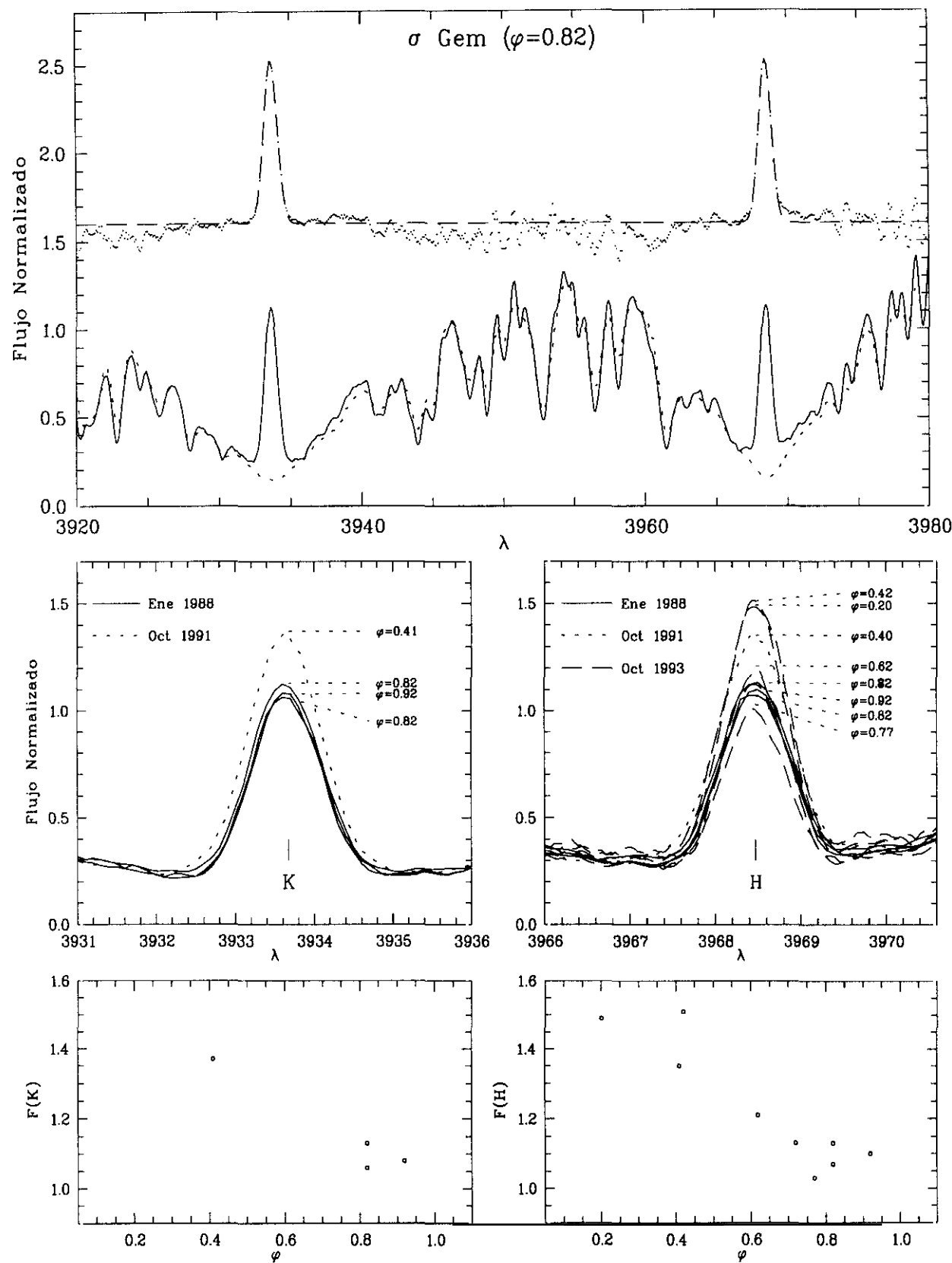
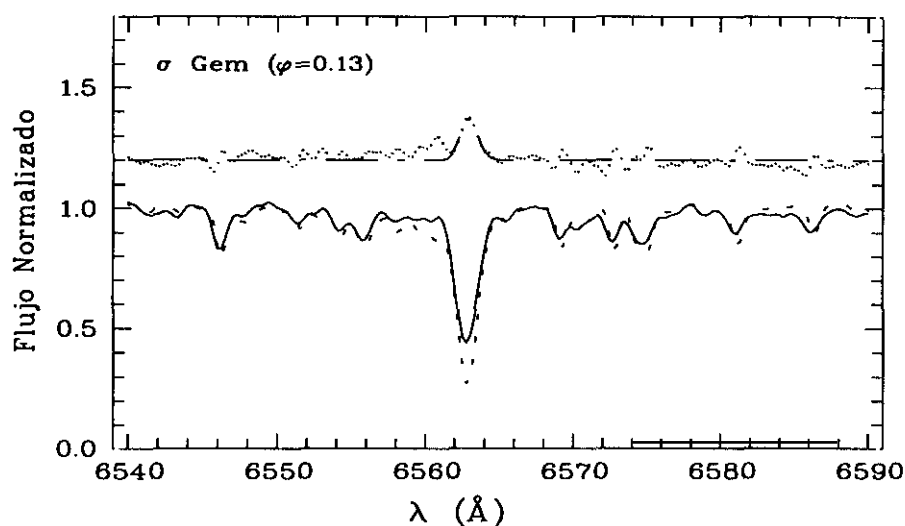


Figura 6.94: H y K de Ca II (σ Gem)

Figura 6.95: $H\alpha$ (σ Gem)

NOT en Oct-Nov-93. En todos estos espectros se observa una intensa emisión situada en la parte central de la absorción. El espectro sintético se ha construido con una estrella de referencia de tipo K1III obteniendo un buen ajuste con el espectro observado. Se observa una variación apreciable de los flujos de emisión obtenidos con la fase orbital (ver Fig. 6.94), el flujo disminuye al aumentar la fase orbital, observándose también diferencias de una época a otra.

$H\alpha$

Se dispone de una observación en $H\alpha$ realizada en Feb-88 en fase orbital 0.13, en la que puede verse una intensa absorción. La substracción del espectro sintético, construido con una K0III, pone de manifiesto la existencia de un pequeño exceso de emisión, con un valor de la EW (0.28) muy similar al encontrado por Frasca y Catalano (1994).

6.3.16 RZ Cnc (HD 73343)

Sistema binario espectroscópico SB2 y eclipsante formado por dos gigantes de tipo K (K1III/K3-4III). La componente secundaria, menos masiva ($0.54 M_{\odot}$) pero de mayor tamaño ($12.2 R_{\odot}$), llena su lóbulo de Roche.

CABS indica que la emisión H y K de Ca II procede de la componente caliente del sistema. Xuefu y Huisong (1987) observaron la línea $H\alpha$ en absorción y Eker et al. (1994) encontraron un llenado de la emisión en ambas componentes.

H y K de Ca II

Se dispone de una observación realizada en Feb-88 con una fase orbital de 0.36 y otra en Mar-93 en fase 0.44. En ambos espectros se observa una intensa emisión situada en la parte central de la línea de absorción que procede de la componente caliente del sistema ya que

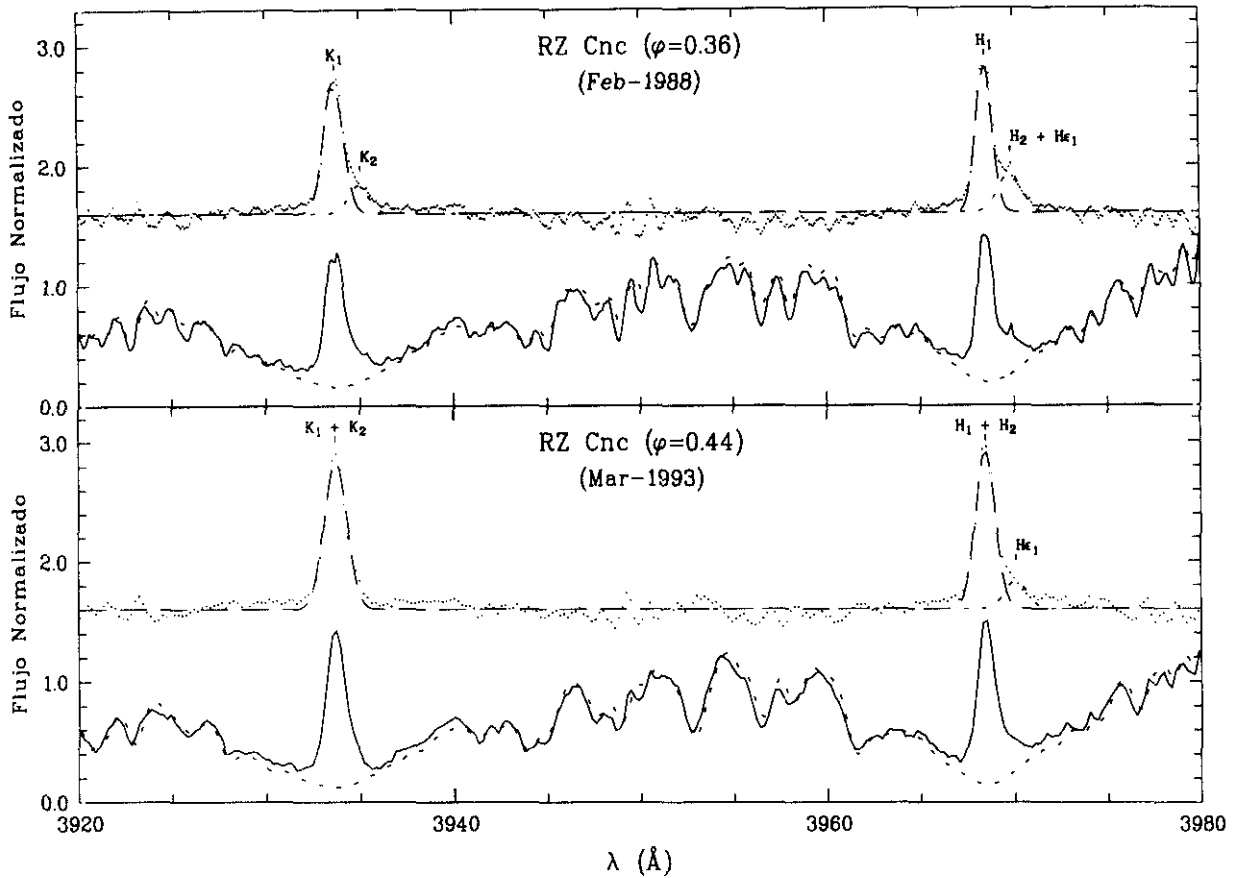
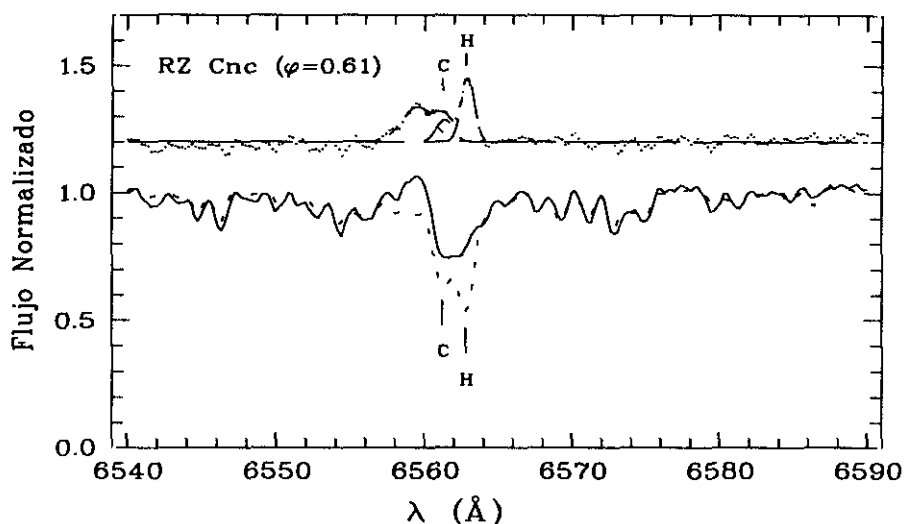


Figura 6.96: H y K de Ca II (RZ Cnc)

ésta es la que contribuye principalmente al espectro observado. Sin embargo, un análisis más detallado de los espectros demuestra que la otra componente también presenta una pequeña emisión. En el espectro de Feb-88 se observan las líneas de absorción fotosféricas de las dos componentes y la emisión en K tiene un aspecto asimétrico que indica la presencia de una pequeña emisión de la componente fría. En el espectro de Mar-93 esto no se observa, porque con una fase orbital de 0.44 la separación en longitud de onda entre las dos componentes es muy pequeña. La substracción del espectro sintético construido con dos estrellas K1III y una contribución relativa de (0.8/0.2) algo mayor que la calculada, permite poner de manifiesto la emisión de las dos componentes y una pequeña emisión en H ϵ de la estrella más activa. Para obtener los flujos de emisión en cada componente ha sido necesario realizar ajustes Gaussianos en el espectro diferencia.

H α

Un espectro de este sistema en fase orbital 0.61 muestra líneas de absorción de ambas componentes desplazadas de acuerdo con la fase. La línea H α muestra un complicado perfil en el que se observa una débil emisión superpuesta al ala roja de una ancha línea de absorción. La substracción del espectro sintético construido con dos K0III revela la

Figura 6.97: H α (RZ Cnc)

presencia de tres componentes de emisión, dos corresponden a las dos componentes del sistema, siendo la más intensa la correspondiente a la fría, y una tercera componente de emisión más ancha que las dos anteriores y desplazada 3.41 Å con respecto de la emisión de la componente caliente. El origen de esta tercera componente de emisión podría estar relacionado con transferencia de masa de la componente fría a la caliente.

6.3.17 DM UMa (BD +61 1211)

DM UMa es una binaria espectroscópica SB1 y uno de los sistemas RS CVn más activos y con la línea H α en emisión siempre por encima del continuo (Mohin y Raveendran 1992, 1994). Crampton et al. (1979) encontraron fuerte emisión en H y K Ca II y la línea H α en emisión con variaciones correlacionadas con la presencia de fulguraciones. Nations y Ramsey (1986) encontraron variabilidad a corto plazo en la emisión H α y Mohin y Raveendran (1994) encontraron que la variación de la EW está relacionada con la fase fotométrica, de forma que el máximo de la emisión ocurría en el mínimo de la curva de luz, lo cual indica una relación entre la emisión cromosférica H α y las manchas oscuras fotosféricas. Estos autores encuentran también un aumento de la emisión en uno de sus espectros que interpretan como una fulguración en H α .

H y K de Ca II

Se ha analizado una observación de este sistema realizada en Mar-93 con una fase orbital de 0.85, en la cual puede verse una emisión muy intensa en las líneas H y K de Ca II ($I_{K_3} = 2.5$) y la línea H ϵ también claramente en emisión. La substracción del espectro sintético construido con una estrella K1IV permite poner de manifiesto, además, la presencia de una pequeña emisión en H ζ y H η indicando que se trata de una estrella muy activa, de acuerdo

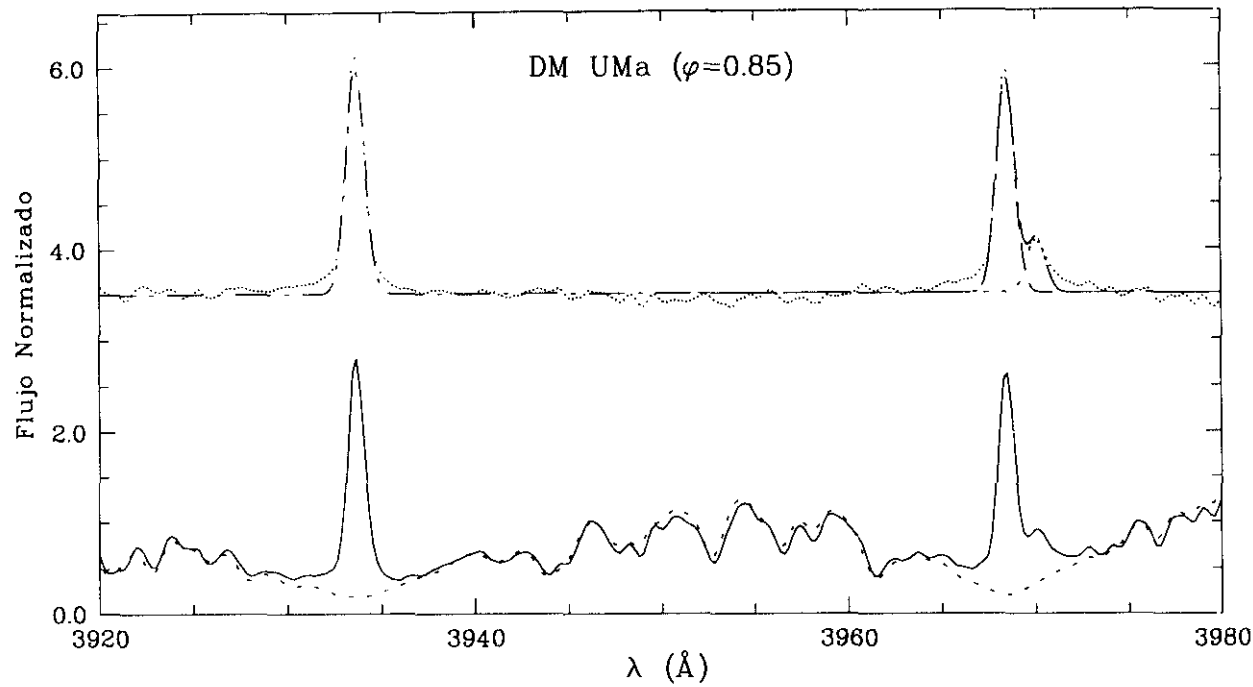


Figura 6.98: H y K de Ca II (DM UMa)

también con su comportamiento en $H\alpha$.

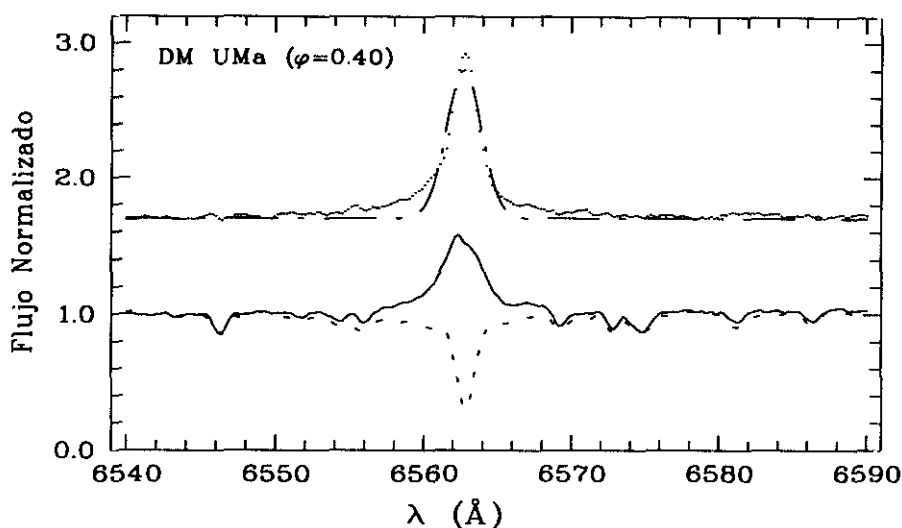
$H\alpha$

Se dispone de dos espectros en la región de la línea $H\alpha$, realizados en Ene-93, en fases orbitales 0.40 y 0.53 en los que se observa una intensa y asimétrica emisión $H\alpha$ por encima del continuo. La substracción espectral, utilizando una estrella de referencia de tipo espectral K0III, proporciona un buen ajuste. En el espectro diferencia se observa un intenso exceso de emisión en $H\alpha$ con una alas muy pronunciadas, de forma que el perfil no se ajusta bien a una Gaussiana.

La intensidad de la emisión en nuestros espectros (0.58 y 0.51) es algo mayor que la de los obtenidos por Mohin y Raveendran (1994) en Feb-91, siendo casi igual a la del espectro en el que estos autores dicen observar una fulguración (0.64), lo cual confirma el alto grado de variabilidad en la emisión $H\alpha$ que presenta este sistema.

6.3.18 93 Leo (DQ Leo, HD 102509, HR 4527)

Sistema binario espectroscópico con un espectro de ambas componentes siendo la caliente una estrella de tipo A6V y la fría una G5IV-III. Batten et al. (1983) y Strassmeier (1994) indican que este sistema presenta una débil emisión en H y K de Ca II procedente de la componente fría. La línea $H\alpha$ se presenta como una absorción moderada (Xuefu y Huisong 1987 y Eker et al. 1994), sin embargo, Strassmeier et al. (1986) encontraron un ligero

Figura 6.99: $H\alpha$ (DM UMa)

llenado de la absorción. Se trata de un sistema de período largo y rotación altamente asíncrona ($P_{\text{orb}}=71.7$, $P_{\text{rot}}=55.0$ días).

H y K de Ca II

Se realizaron dos observaciones en Feb-88 con fases orbitales 0.43 y 0.46 en las que puede verse una débil emisión algo desplazada con respecto del centro de la absorción. No se ha podido aplicar la técnica de substracción espectral por no disponer de un espectro de tipo espectral tan temprano como el de la componente caliente de este sistema.

$H\alpha$

Nuestra observación en $H\alpha$ en fase 0.64 muestra una intensa absorción correspondiente a la componente fría y no se observan las líneas correspondientes a la componente caliente aunque el desplazamiento en longitud de onda correspondiente a esta fase (1.07) sí es suficiente para ver las líneas separadas, lo que ocurre es que la contribución de la caliente es muy pequeña en comparación con la fría debido a la gran diferencia en radio entre ambas componentes.

El espectro sintético se ha construido utilizando como componente caliente un F6IV, que es el tipo espectral más temprano del que disponemos, y como componente fría una G8III. El espectro diferencia obtenido muestra una pequeña emisión de la componente fría.

6.3.19 DK Dra (HD 106677, HR 4665)

Sistema binario espectroscópico SB2 formado por dos estrellas de tipo K1III. Bopp et al. (1979) y Fekel et al. (1986) observaron que ambas componentes presentan emisión H y K de Ca II y que la línea $H\alpha$ se presenta como una fuerte absorción. Eker et al. (1994) encontraron variabilidad en la línea $H\alpha$ y utilizando substracción espectral detectaron emisión

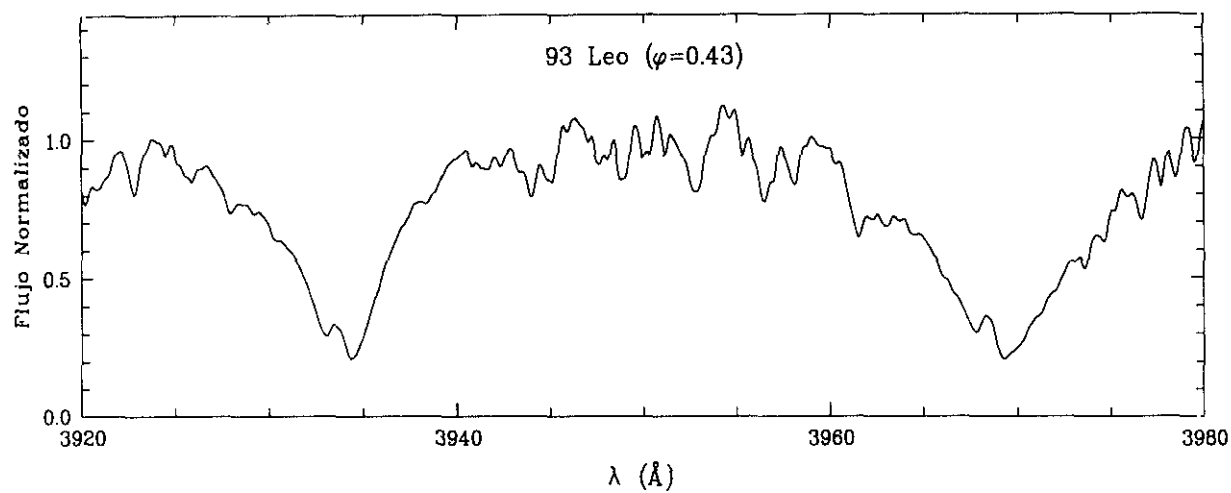
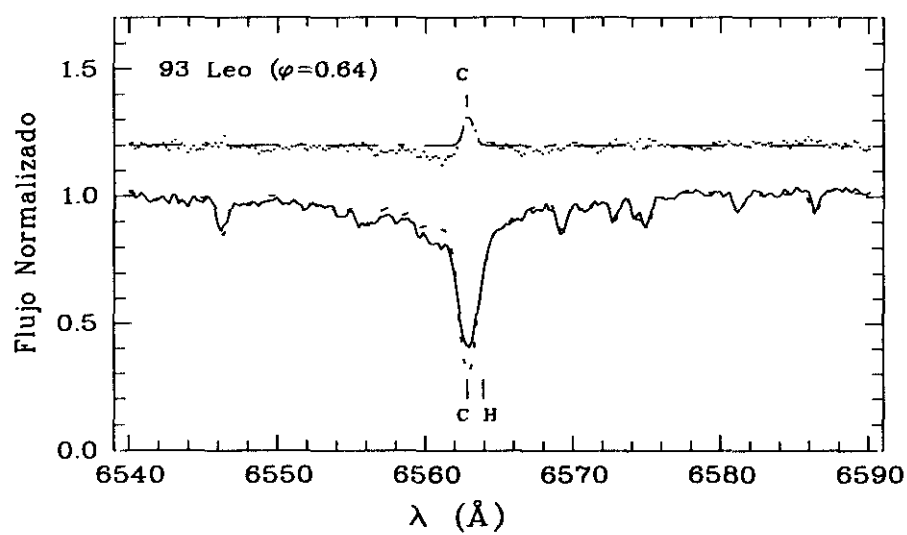


Figura 6.100: H y K de Ca II (93 Leo)

Figura 6.101: H α (93 Leo)

procedente de ambas componentes con una intensidad similar.

H y K de Ca II

Se dispone de una observación realizada en Nov-86 en fase 0.44, tres realizadas en Feb-88 en fases 0.10, 0.13 y 0.13 y otras dos observaciones en Mar-93 en fases 0.02 y 0.05. En todas ellas se observa una intensa emisión, pero debido a que las fases orbitales son tan próximas a 0.5 y a 0.0, no es posible separar la contribución de cada componente a la emisión. Strassmeier (1994) observó también este sistema en una fase en la que las dos líneas se observan solapadas, sin embargo, encontró que la forma de la línea era asimétrica, lo que indica que la emisión en las dos componentes no es de la misma intensidad.

En la Fig. 6.102 se puede ver que el perfil de la emisión presenta pequeñas variaciones de una fase a otra y variaciones más notables de una época a otra. Se produce un aumento de la actividad desde las observaciones de Nov-86 a Feb-88 y de estas a las de Mar-93. La substracción del espectro sintético muestra que las observaciones de Mar-93, además de ser las que tienen una mayor intensidad, presentan también una pequeña emisión en H ϵ pero no presentan emisión en H ζ y H η .

H α

Se dispone de dos espectros en la región de la línea H α , realizados en Ene-93, en fases orbitales 0.14 y 0.15 en los que se observan las líneas de absorción de las dos componentes del sistema, sin embargo, la línea H α se presenta como una ancha absorción resultado de la superposición de la absorción de las dos componentes.

El exceso de emisión, obtenido al substraer el espectro sintético, construido con una estrella de referencia de tipo espectral K0III, corresponde a las dos componentes y no es posible separar la contribución de cada una de ellas.

6.3.20 4 UMi (HD 124547, HR 5321)

Binaria espectroscópica SB1 de tipo espectral K3III incluida en la primera edición de CABS pero no incluida en la segunda edición por no existir suficientes evidencias de su actividad cromosférica según Strassmeier et al. (1990). Xuefu et al. (1993) encuentran un ligero llenado de la absorción H α y consideran que sí debe considerarse como cromosféricamente activa aunque el nivel de actividad sea muy bajo, sin embargo, Frasca y Catalano (1994) encuentran que la línea H α no varía y no presenta emisión. Este sistema tiene un período orbital extremadamente alto ($P_{\text{orb}} = 605.08$ días) y presenta una rotación altamente asíncrona, según se deduce del valor del período de rotación ($P_{\text{rot}} = 160$ días) estimado por Strassmeier et al. (1990) a partir del valor de V_{seni} y del radio de la estrella.

H y K de Ca II

Se dispone de un espectro de este sistema tomado en Mar-93 en fase orbital 0.86 en el que se puede observar con claridad la presencia de una pequeña emisión en las líneas H y K de Ca II, esto indica que la estrella si tiene actividad cromosférica aunque ésta sea muy

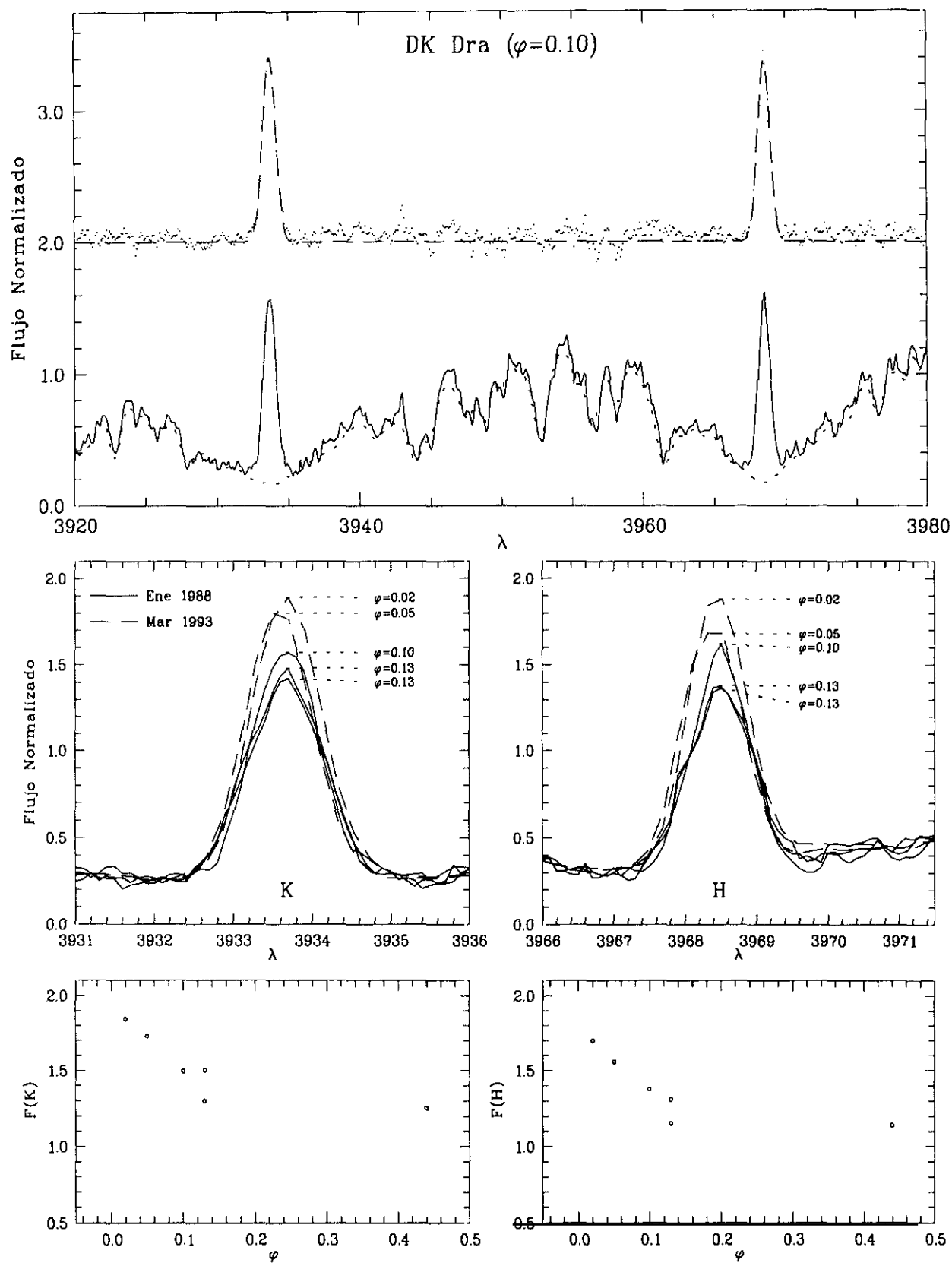
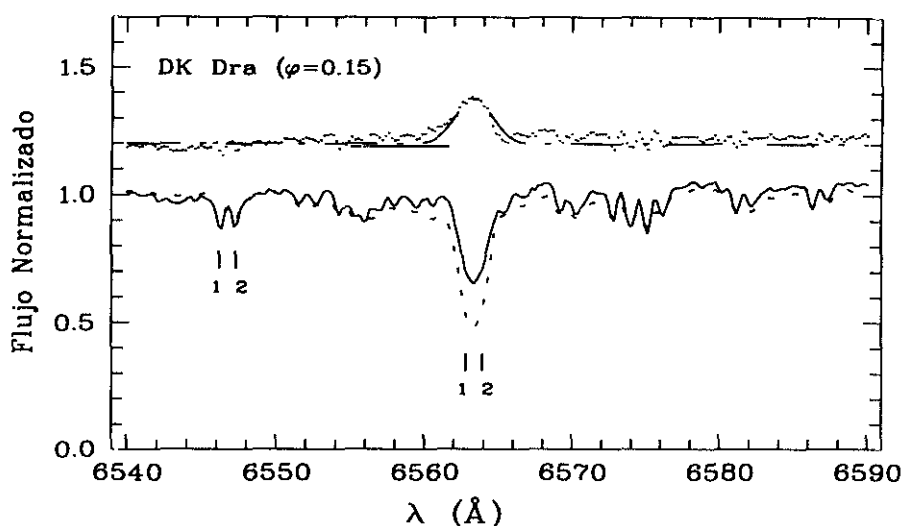


Figura 6.102: H y K de Ca II (DK Dra)

Figura 6.103: H α (DK Dra)

pequeña y por lo tanto sí debería estar incluida en CABS. Esta estrella se sitúa en la parte más baja del diagrama actividad-rotación (Fig 7.4) ya que presenta un flujo en H y K de Ca II muy pequeño y su período de rotación es uno de los más elevados de todas las estrellas de la muestra.

6.3.21 GX Lib (HD 136905)

Binaria espectroscópica SB1 no eclipsante, llena parcialmente su lóbulo de Roche y presenta efecto de elipticidad (Fekel et al. 1985). El tipo espectral de la componente caliente se asume como (G-KV) y el de la componente fría es K1III. Bidelman y MacConnell (1973) clasifican a este sistema como K1III/F con H y K de Ca II en emisión. En el ultravioleta se encuentran las emisiones típicas de un sistema cromosféricamente activo pero no se observa la presencia de una estrella compañera de tipo F o más temprano (Fekel et al. 1985).

Las observaciones en baja resolución de Fekel et al. (1986) muestran emisiones H y K de intensidad moderada (clase C) y la línea H α como una absorción moderada. Eker et al. (1994) encontraron la línea H α con un perfil triangular, que atribuyen a un llenado parcial de la absorción.

H y K de Ca II

Se realizaron dos observaciones en Jul-89 en fases 0.44 y 0.36 y otra observación en Mar-93 en fase 0.83 en todas ellas se observa una emisión centrada en la línea de absorción que confirma que tanto el continuo observado como la emisión proceden de la componente K1III. En fase 0.36 se observa que las líneas de emisión son algo más anchas que en fase 0.44 lo cual puede deberse a un efecto de elipticidad. Se observan pequeñas variaciones en los flujos de emisión de un espectro a otro. El espectro sintético se ha construido con una

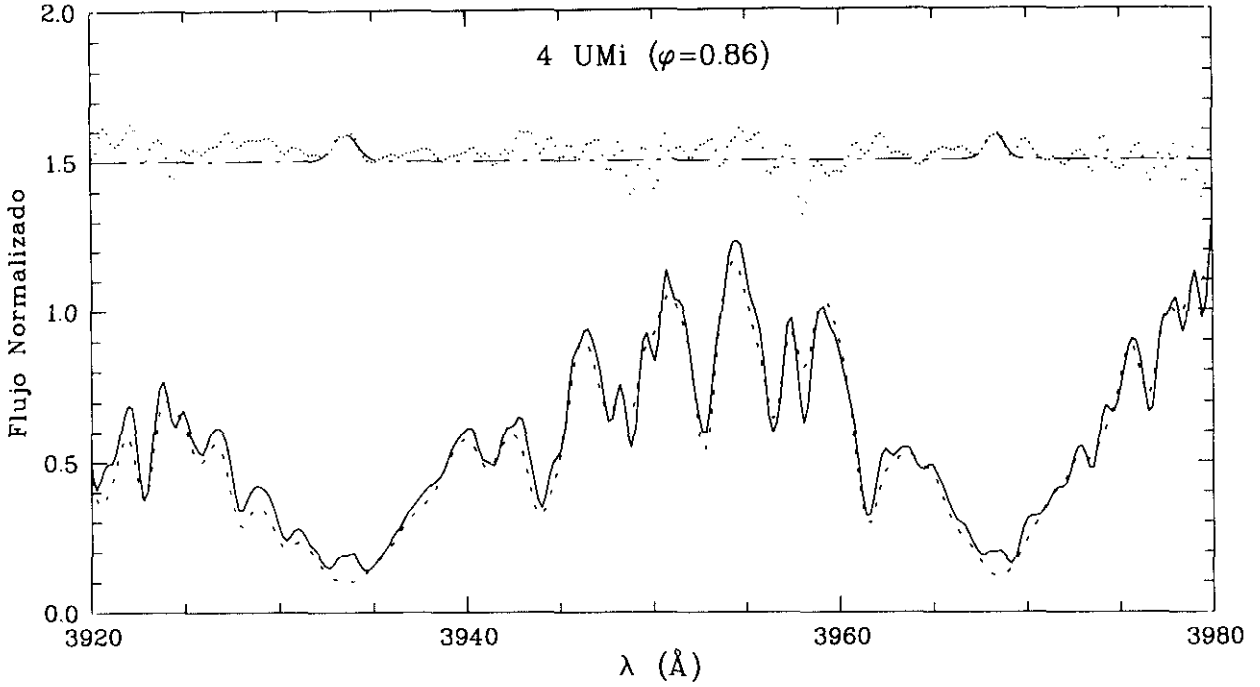


Figura 6.104: H y K de Ca II (4 UMi)

estrella de tipo K1IV.

H α

Se dispone de una observación de este sistema realizada en Jul-89 con una fase orbital de 0.80. En el espectro se observa la línea H α como una fuerte y ancha absorción bastante simétrica y con alas muy poco definidas.

El espectro sintético se ha construido con una estrella de referencia de tipo espectral K1II ya que con ésta se conseguía un mejor ajuste con el espectro observado, que si se utilizaba una de tipo G8II. El espectro diferencia muestra un pequeñísimo exceso de emisión que apenas se distingue del ruido por lo que no se ha podido medir la EW y se ha dado un valor de EW(H α \approx 0.0).

6.3.22 ϵ UMi (22 UMi, HD 153751, HR 6322)

Sistema binario eclipsante SB1 y componente A del sistema binario visual ADS 10242. Está formado por una estrella de tipo A8-F0V y por otra de tipo G5III, se trata de un sistema RS CVn de período largo ($P_{orb} = 39.4809$ días). Wilson (1976) observó la presencia de una débil emisión H y K de Ca II en la componente fría del sistema con $I_K=3$. La línea H α se presenta en absorción con un pequeño llenado de la emisión (Xuefu y Huisiong 1986; Xuefu et al. 1993; Frasca y Catalano 1994)

H y K de Ca II

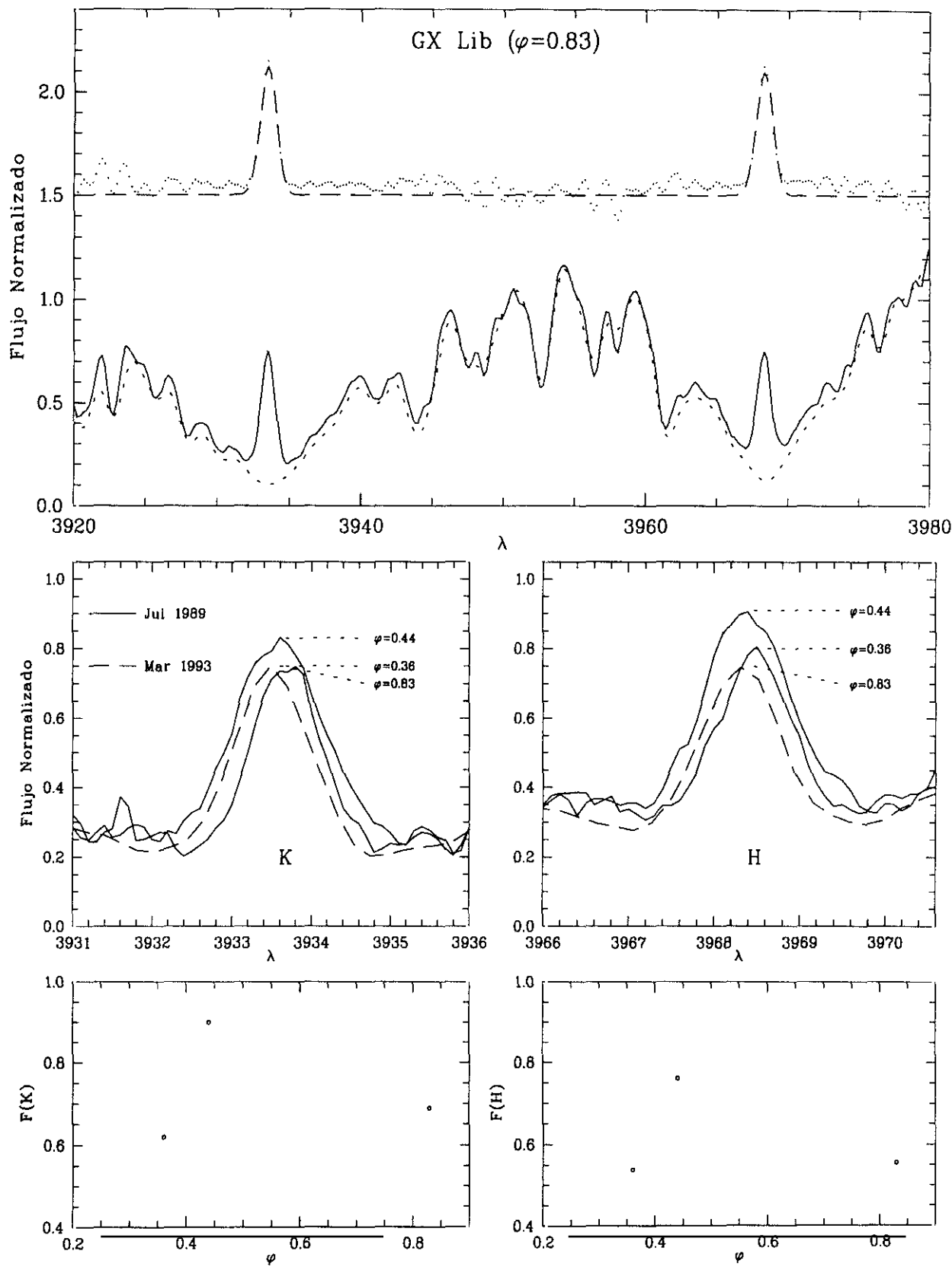
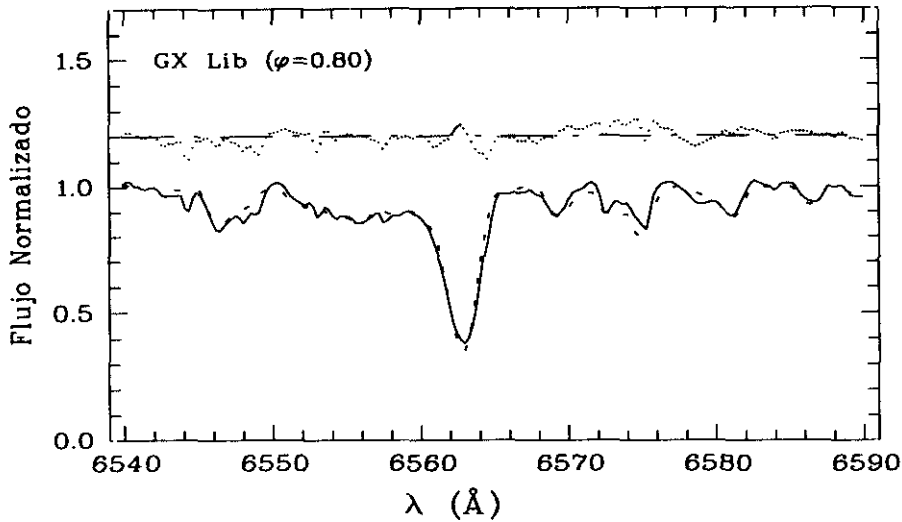


Figura 6.105: H y K de Ca II (GX Lib)

Figura 6.106: H α (GX Lib)

Este sistema fue observado sólo una vez en Jul-89 con fase orbital 0.43, en el espectro obtenido puede verse una débil emisión situada en el centro de la absorción lo que indica que tanto la emisión como el continuo observado proceden de la componente G5III. Se ha aplicado la técnica de substracción espectral para determinar la EW de la emisión, aunque no se ha conseguido un buen ajuste entre el espectro observado y el espectro sintético construido con una G8III.

H α

Se dispone de una observación de este sistema obtenida en Jul-89 en las proximidades de la conjunción ($\varphi = 0.53$). La línea H α presenta una intensa absorción bastante simétrica aunque con algunas absorciones superpuestas en el ala azul de la línea. La intensidad residual obtenida es muy pequeña. Aplicando la técnica de substracción espectral se obtiene un exceso de emisión muy pequeño que apenas se distingue del ruido por lo que se ha dado un valor de $EW(H\alpha) \approx 0.0$. Esto está de acuerdo con las débiles emisiones H y K de Ca II observadas en este sistema RS CVn y con su período de rotación relativamente grande ($P_{orb} = 39.48$ días).

6.3.23 V792 Her (HD 155638)

Binaria espectroscópica SB2 con eclipses totales compuesta por dos estrellas de tipos espectrales F2IV y K0III (Strasmeier y Fekel 1990). Se trata de un sistema RS CVn de período largo ($P_{orb} = 27.5368$ días) (Bloomer et al. 1983; Nelson et al. 1991; Fekel 1991) y presenta una fuerte emisión H y K de Ca II en la componente fría del sistema. La línea H α presenta un llenado variable de la absorción (Stern et al. 1981 y Eker et al. 1994)

H y K de Ca II

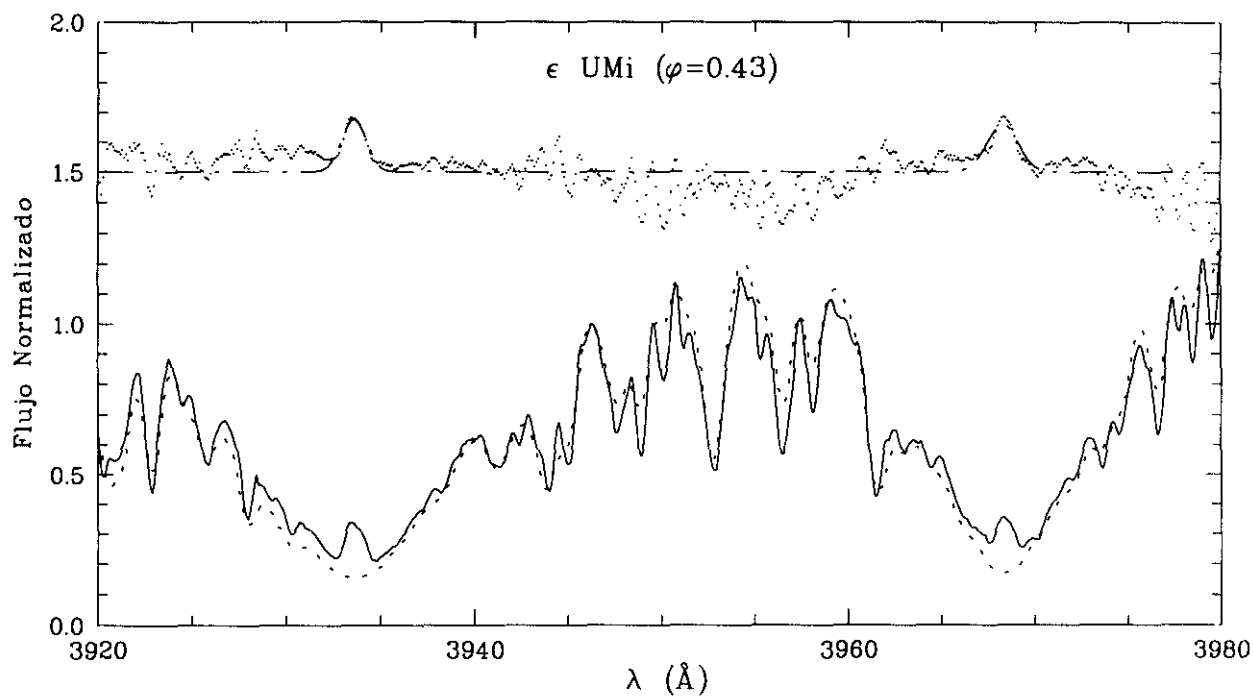


Figura 6.107: H y K de Ca II (ϵ UMi)

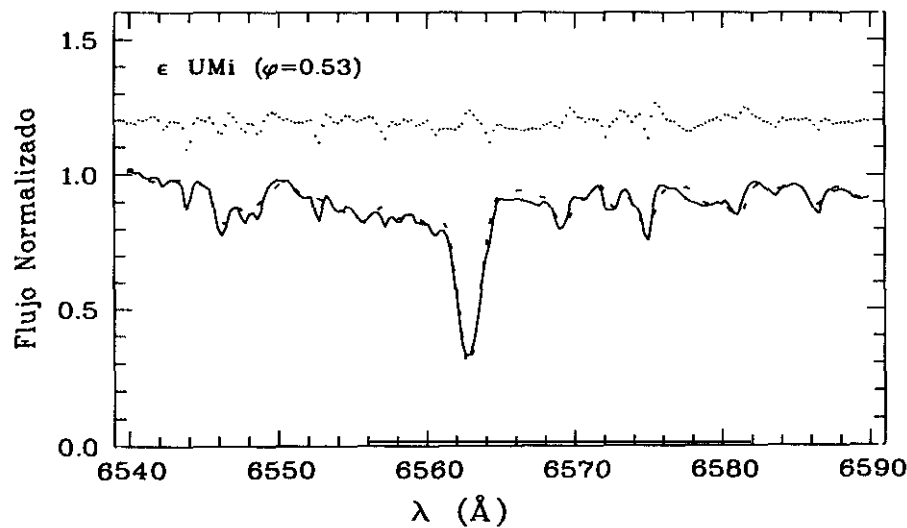


Figura 6.108: H α (ϵ UMi)

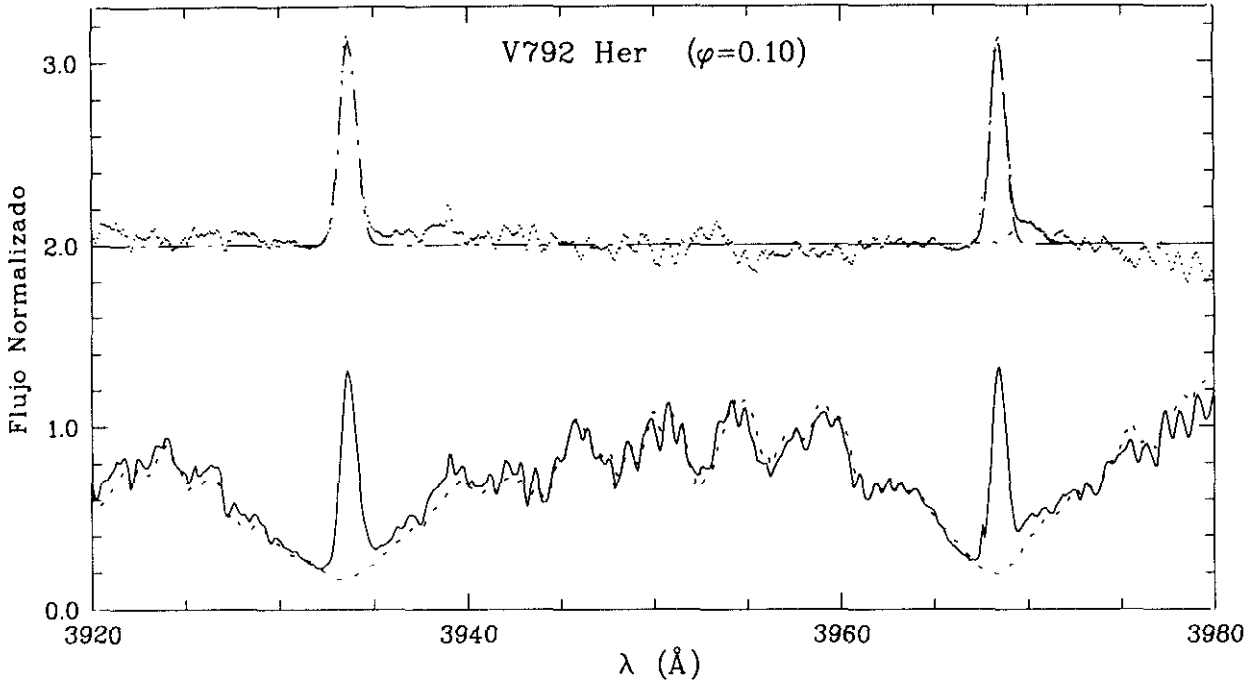


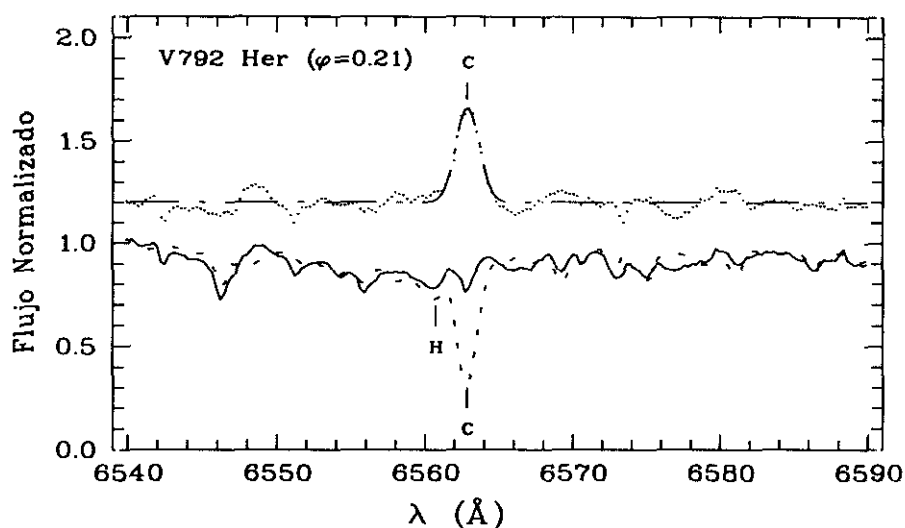
Figura 6.109: H y K de Ca II (V792 Her)

Se realizó una observación en Jul-89 en fase 0.10 en la que se puede ver una intensa emisión (1.54) desplazada hacia el rojo con respecto del centro de la absorción, como corresponde a la fase orbital de 0.10, siendo la componente K0III la que emite. El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos F6IV y K0III y una contribución relativa de (0.4/0.6). En el espectro diferencia se observa además de las intensas emisiones en H y K una pequeña emisión H ϵ que apenas se apreciaba en el espectro observado.

H α

Esta estrella se observó en Jul-89 con una fase orbital de 0.21 con lo cual las líneas de ambas componentes son claramente visibles aunque con intensidades diferentes.

La línea desplazada hacia el rojo ($\lambda = 6564.3 \text{ \AA}$) y algo más intensa es la correspondiente a la estrella fría (K0III) mientras que la desplazada hacia el azul ($\lambda = 6561.9 \text{ \AA}$) es la correspondiente a la componente caliente (F2IV). Teniendo en cuenta los radios y las T_{eff} de las componentes se obtiene una relación de luminosidad en H α de 0.2 lo que indica que la contribución principal al espectro proviene de la componente fría. La substracción del espectro sintético, construido teniendo en cuenta todo esto, da como resultado un intenso exceso de emisión de la componente fría.

Figura 6.110: H α (V792 Her)

6.3.24 DR Dra (29 Dra, HD 160538)

Binaria espectroscópica SB1 formada por una K0-2III cuya componente caliente es una enana blanca, según lo deducido por las observaciones en ultravioleta (Fekel y Simon 1985). Este sistema presenta además una rotación altamente asíncrona ($P_{\text{orb}}=905.9$, $P_{\text{rot}}=31.5$ días) (Fekel et al. 1993). La separación entre las componentes de este sistema es mucho más grande que la que presentan la mayoría de los sistemas binarios cromosféricamente activos, por lo que las fuerzas de marea son muy pequeñas y podría considerarse a la componente fría como una gigante activa no binaria. Simon y Drake (1989) y Fekel y Balachandran (1993) sugieren que la rápida rotación de esta estrella puede deberse a una transferencia de momento angular desde su núcleo, que presentaría una rotación muy rápida. Fekel y Simon (1985), Fekel et al. (1986) y Strassmeier et al. (1990) han observado una intensa emisión H y K de Ca II en este sistema. La línea H α muestra una débil absorción asimétrica y con un llenado que varía con el tiempo (Fekel et al. 1986; Strassmeier et al. 1990; y Frasca y Catalano 1994).

H y K de Ca II

Se han realizado dos observaciones de este sistema, una en Jul-89 y otra en Mar-93. En los dos espectros puede verse que este sistema presenta una emisión H y K de Ca II bastante intensa (2.41) siendo los picos de emisión más altos que el nivel del continuo de la estrella. No se observa una variación apreciable entre los flujos de emisión en estas dos observaciones. La técnica de substracción espectral pone de manifiesto además la existencia de una pequeña emisión en la línea H ϵ .

H α

Sistema observado en Jul-89 en la región de la línea H α . En este espectro se observan

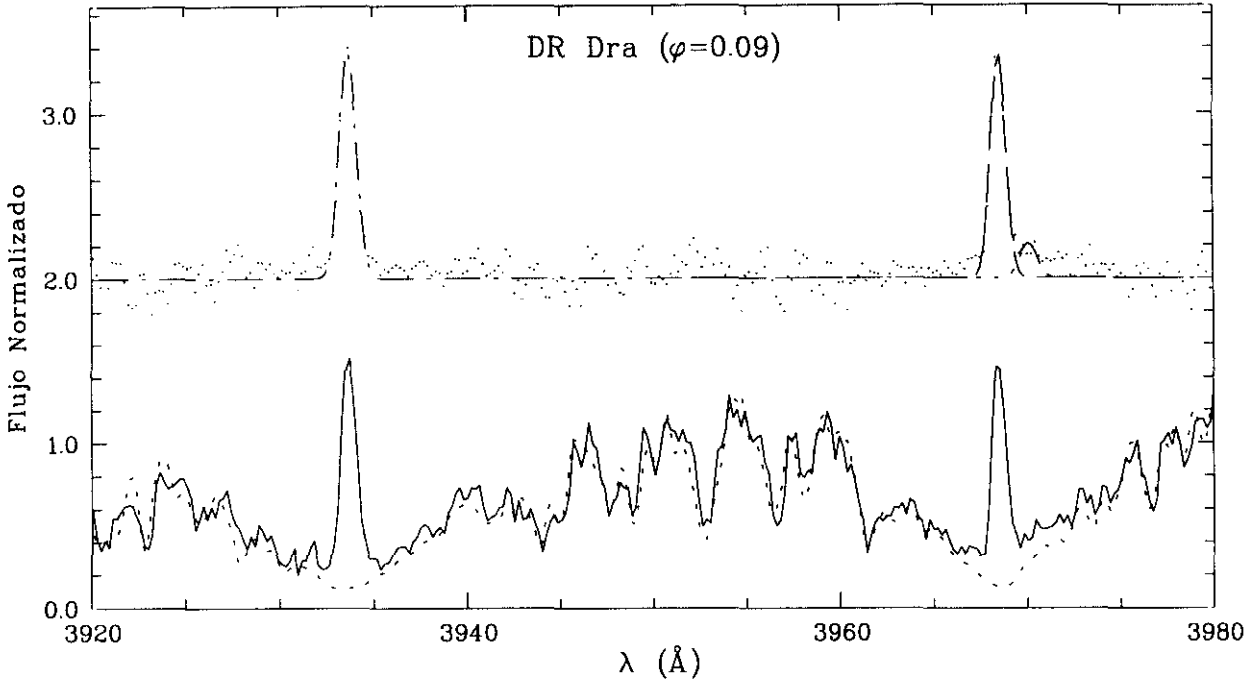


Figura 6.111: H y K de Ca II (DR Dra)

líneas fotosféricas muy intensas. La línea $H\alpha$ se presenta como una estrecha absorción con una intensidad no muy grande. Se ha construido el espectro sintético, con una estrella de referencia de tipo G8III, que se ajusta bastante bien al espectro observado. La substracción del espectro sintético pone de manifiesto la presencia de un importante exceso de emisión con un valor de $EW(H\alpha) = 0.34$, que es algo mayor que el dado por Frasca y Catalano (1994) (0.29\AA) pero que está dentro del rango de variación obtenido por Strassmeier et al. (1990) ($0.27\text{-}0.99\text{\AA}$).

6.3.25 o Dra (47 Dra, HD 175306, HR 7125)

Componente A del sistema triple ADS 10152ABC. Se trata de una binaria espectroscópica SB1 de tipo espectral G9III. CABS indica que este sistema presenta intensa emisión en H y K de Ca II y que la línea $H\alpha$ se presenta como una intensa absorción. Xuefu et al. (1993) observaron una absorción $H\alpha$ asimétrica y sin cambios apreciables con respecto a las observaciones de Xuefu y Huisong (1986). Eker et al. (1994) encuentran variaciones del 5% en la intensidad residual de la línea $H\alpha$.

H y K de Ca II

En el espectro obtenido en Jul-89 con fase orbital 0.66 se observa una emisión bastante débil y centrada en la línea de absorción, indicando que tanto la emisión como el resto del espectro provienen de la G9III. Esta débil emisión observada está en contradicción con la

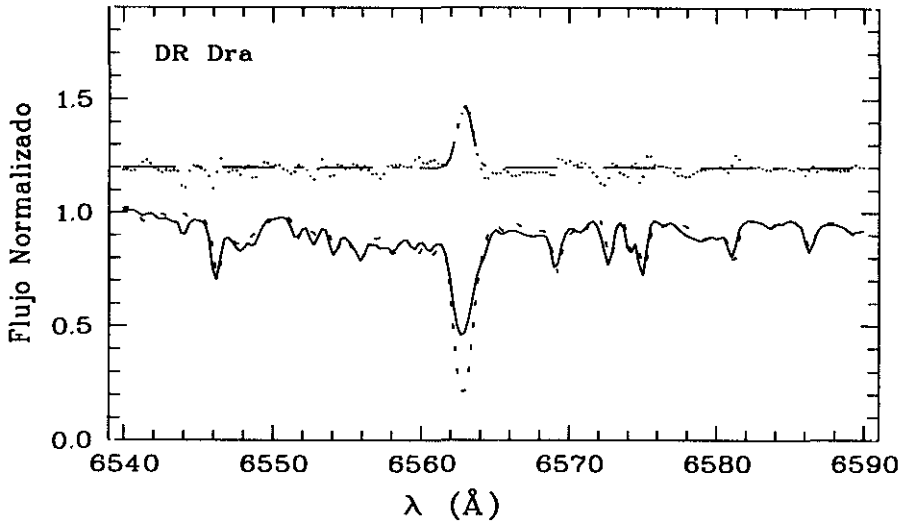


Figura 6.112: H α (DR Dra)

intensa emisión indicada en CABS. El espectro es muy similar al que aparece en Strassmeier (1994) con una emisión débil y con una pequeña autoabsorción. El espectro sintético se ha obtenido con una estrella no activa de tipo G8III.

6.3.26 V1762 Cyg (HR 7275, HD 179094)

Binaria espectroscópica SB1 de tipo espectral K1IV-III. Fekel et al. (1986) indican que este sistema presenta emisión H y K de Ca II (clase B) mientras que Bopp (1984) y Strassmeier (1994) encuentran una fuerte emisión que sobrepasa el nivel del continuo. La línea H α presenta un llenado variable de la absorción y unas alas simétricas (Smith y Bopp 1982; Eker 1989; Strassmerier et al. 1990; Frasca y Catalano 1994). Este sistema ha sido objeto de numerosos estudios fotométricos que han permitido determinar la presencia de varias manchas, y estudiar la rotación diferencial (Seed y Nations 1986; Strassmeier et al. 1989, 1994)

H y K de Ca II

Se dispone de una observación de este sistema en H y K de Ca II realizada en Jul-89 en fase orbital 0.45, en la que puede verse una intensa emisión centrada en la absorción. El valor del flujo superficial calculado es comparable al obtenido por Bopp (1984). El espectro observado se ajusta muy bien al espectro sintético construido con una estrella de referencia de tipo K1IV.

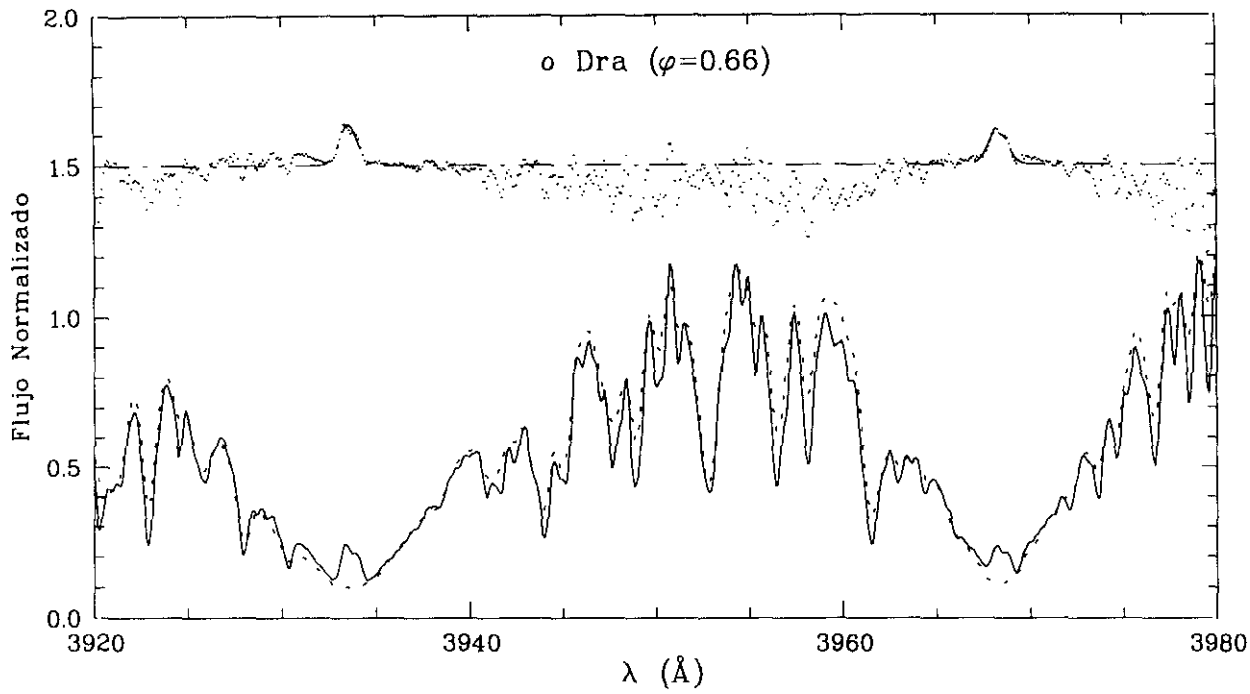


Figura 6.113: H y K de Ca II (o Dra)

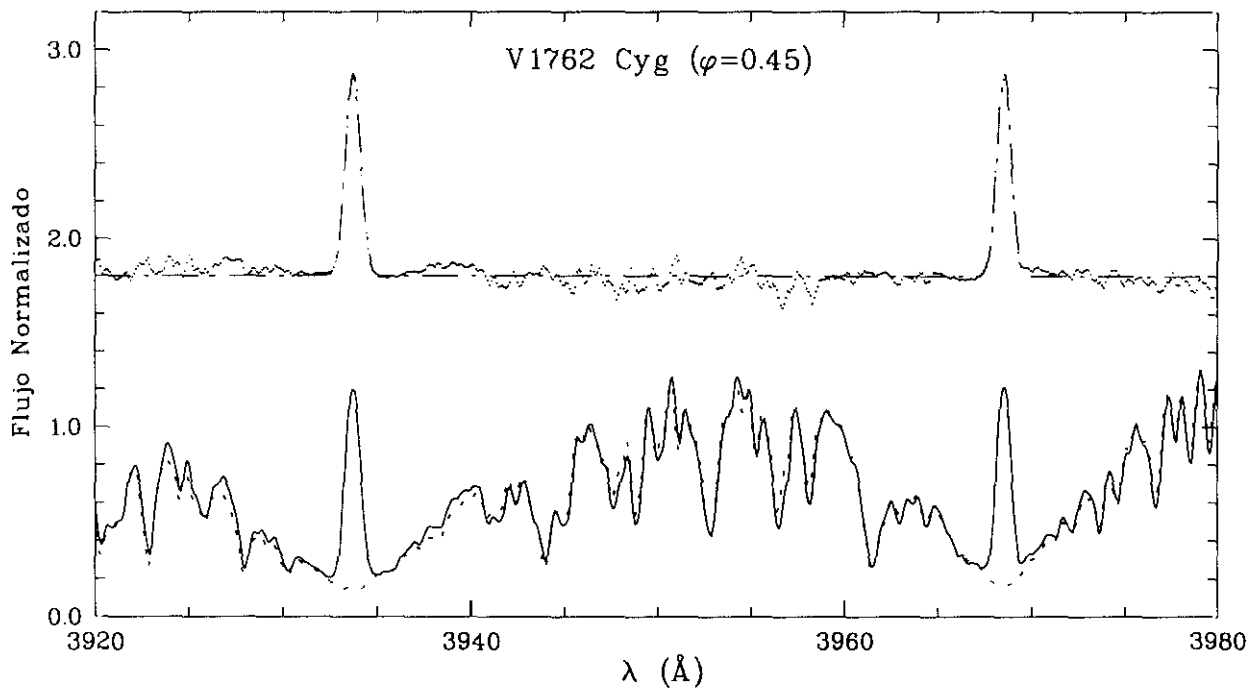


Figura 6.114: H y K de Ca II (V1762 Cyg)

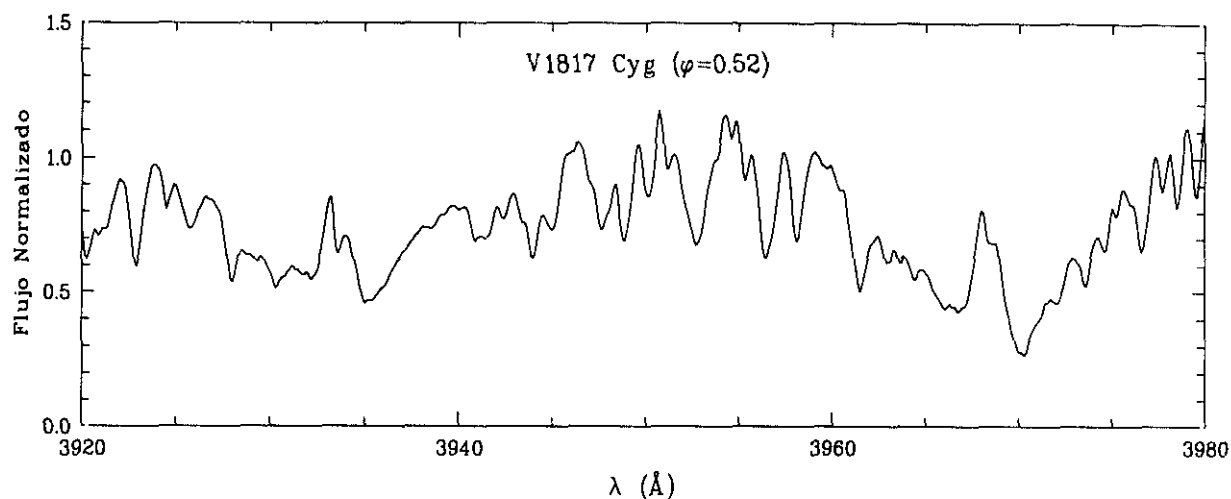


Figura 6.115: H y K de Ca II (V1817 Cyg)

6.3.27 V1817 Cyg (HD 184398, HR 7428)

Este sistema, clasificado como A0V/K2III-II (Levato 1975), tiene un período fotométrico medio de 54.6 días, prácticamente igual a la mitad del período fotométrico (Strassmeier et al. 1989) y su curva de luz está dominada por el efecto de elipticidad. CABS señala la presencia de fuerte emisión en H y K de Ca II. Bopp y Talcott (1978) y Xuefu y Huisong (1986) encontraron emisión $H\alpha$ en las alas de la línea. Observaciones posteriores de Xuefu y Huisong (1987), Eker et al. (1994) y Frasca y Catalano (1994) no encontraron esta emisión pero encontraron un llenado variable de la absorción.

H y K de Ca II

Se dispone de tres observaciones tomadas en dos épocas diferentes. Dos observaciones en Jul-88 con fases orbitales 0.25 y 0.27 y una observación en Jul-89 en fase 0.52. Los espectros muestran las líneas de emisión en H y K de Ca II no exactamente centradas en la línea de absorción debido a la contribución de la componente caliente al espectro observado. En la emisión parece estar presente también una pequeña autoabsorción, probablemente producida por una atmósfera extensa alrededor de la componente fría. La componente fría es la que debería contribuir principalmente al espectro observado, según el radio dado por CABS para esta estrella ($R = 62 R_{\odot}$), sin embargo, nuestras observaciones indican que la componente caliente también contribuye considerablemente ya que, el espectro observado presenta importantes diferencias con el espectro de una K0III no activa. No se ha podido aplicar la técnica de substracción espectral por no disponer de una estrella de referencia de tipo espectral AV.

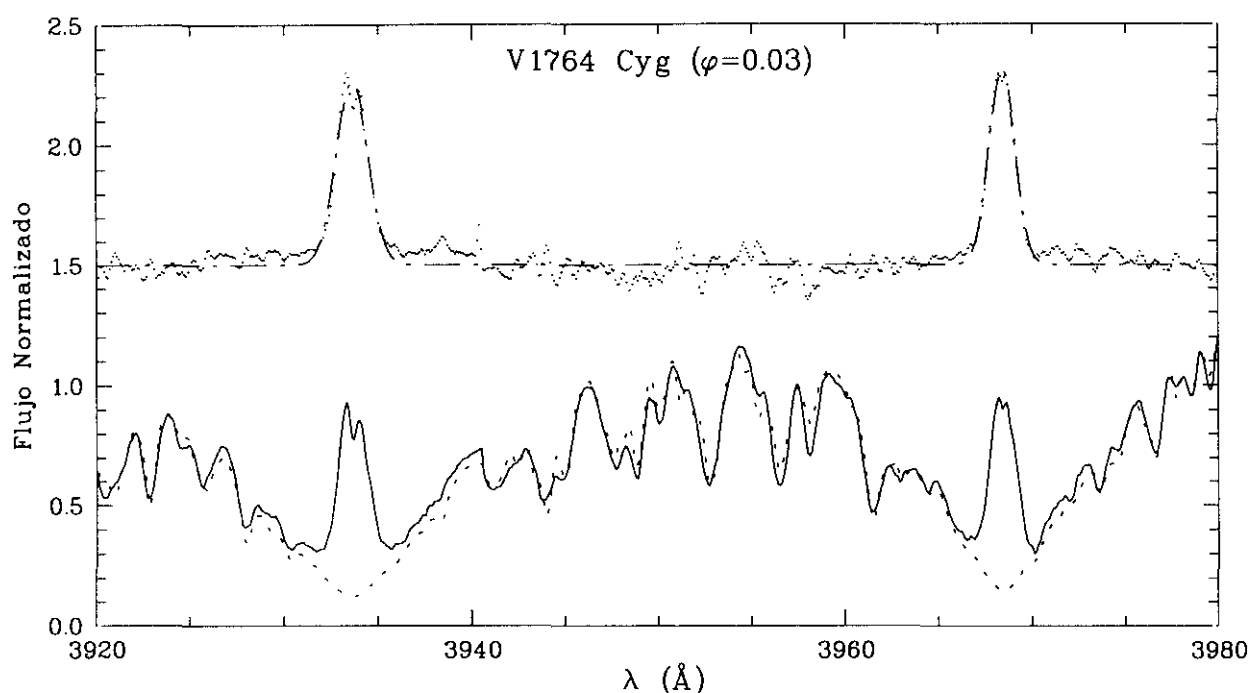


Figura 6.116: H y K de Ca II (V1764 Cyg)

6.3.28 V1764 Cyg (HD 185151)

Binaria espectroscópica SB2 de tipo espectral F/K1III con fuerte emisión en las líneas H y K de Ca II (Bopp et al. 1982; Bopp 1984; Fekel et al. 1986; Strassmeier et al. 1990). Las observaciones fotométricas de Lines et al. (1987) indican la presencia de tres tipos de variabilidad: efecto de elipticidad, con un período igual a la mitad del período orbital; manchas estelares con un período de 39.9 días, y variaciones a largo plazo de las manchas. El período orbital determinado por Fekel y Eitter (1989) es 40.1418 días. Bopp et al. (1982), Xuefu y Huisong (1986) y Frasca y Catalano (1994) encontraron un llenado de la absorción $H\alpha$ y en algunas ocasiones emisión en las alas de la línea. Strassmeier et al. (1990) obtuvieron una absorción $H\alpha$ normal y Eker et al. (1994) encontraron llenado de la absorción variable pero sin ninguna emisión en las alas.

H y K de Ca II

Se dispone de un sólo espectro de este sistema, realizado en Jul-89 en fase orbital 0.03, en él que puede verse una intensa emisión en H y K de Ca II en el centro de la línea de absorción. Se observa también la presencia de una autoabsorción (K_3) con una asimetría hacia el azul, $F(K_{2V}) > F(K_{2R})$, similar a la observada en V1817 Cyg.

El espectro sintético se ha construido con estrellas de referencia de tipos F6IV y K1III con una contribución de (0.6/0.4) que es la que producía un mejor ajuste con el espectro observado.

6.3.29 HK Lac (HD 209813)

Se trata de un sistema binario RS CVn de período largo ($P_{\text{orb}} = 24.4284$ días) no eclipsante y SB1. Está formado por una F1V y por una K0III y presenta fuertes emisiones en H y K de Ca II (Gorza y Heard 1971). Oláh et al. (1991) encontraron la existencia de longitudes activas en la superficie de esta estrella y Oláh et al. (1992) encontraron una clara anticorrelación entre el flujo de emisión de las líneas ultravioletas y la magnitud en la banda V indicando que las regiones emisoras cromosféricas están asociadas a las manchas fotosféricas.

Bopp y Talcott (1978, 1980) y Xuefu y Huisong (1986,1987) encuentran en la mayor parte de sus observaciones que la línea $H\alpha$ se presenta en absorción. Sin embargo, en algunas ocasiones se ha observado en emisión y en algunas casos con un extraño perfil, formado por una emisión doble separada en 300 km s^{-1} y una débil absorción central a la velocidad fotosférica de la estrella K. Posteriores observaciones confirman la naturaleza variable de la emisión $H\alpha$ en este sistema. Eker et al. (1994) encuentran solo un llenado de la absorción, Frasca y Catalano (1994) encuentran un perfil $H\alpha$ variable la mayor parte de las veces en emisión y en ocasiones como un doble pico, finalmente Catalano y Frasca (1994) encuentran una enorme fulguración en $H\alpha$ que duró 6 días.

H y K de Ca II

Se ha tomado un espectro de este sistema en Jul-89 en fase orbital 0.89, en el que se puede ver una intensa emisión en las líneas H y K de Ca II ($I_{K_3} = 1.8$), centrada con la correspondiente línea de absorción. La línea $H\epsilon$ se observa también en emisión. El espectro sintético se construyó con una estrella de referencia de tipo K0III, consiguiendo un buen ajuste con el espectro observado.

$H\alpha$

Este sistema se observó en Jul-89. En el espectro se observan sólo las líneas, bastante intensas, de una componente, sin embargo, la línea $H\alpha$ aparece indistinguible del resto de las líneas. Al observar el espectro con más detalle se ve que la línea $H\alpha$ presenta una elevada intensidad residual, indicativo de un intenso llenado de la absorción, y algo de emisión en las alas de la línea de absorción con un perfil similar al encontrado en algunas ocasiones por otros autores.

El espectro sintético construido con una estrella de referencia de tipo G8III se ajusta bastante bien al espectro observado en las líneas fotosféricas y permite ver con mayor claridad que, además de un llenado normal de la absorción, existe una emisión en las dos alas de la línea. En espectro substraído puede verse que el perfil del exceso de emisión obtenido no se ajusta bien a un perfil Gaussiano, sino que existen unos excesos de emisión en las alas. Se consigue un mejor ajuste cuando se consideran dos componentes Gaussianas una estrecha e intensa, y otra poco intensa pero muy ancha.

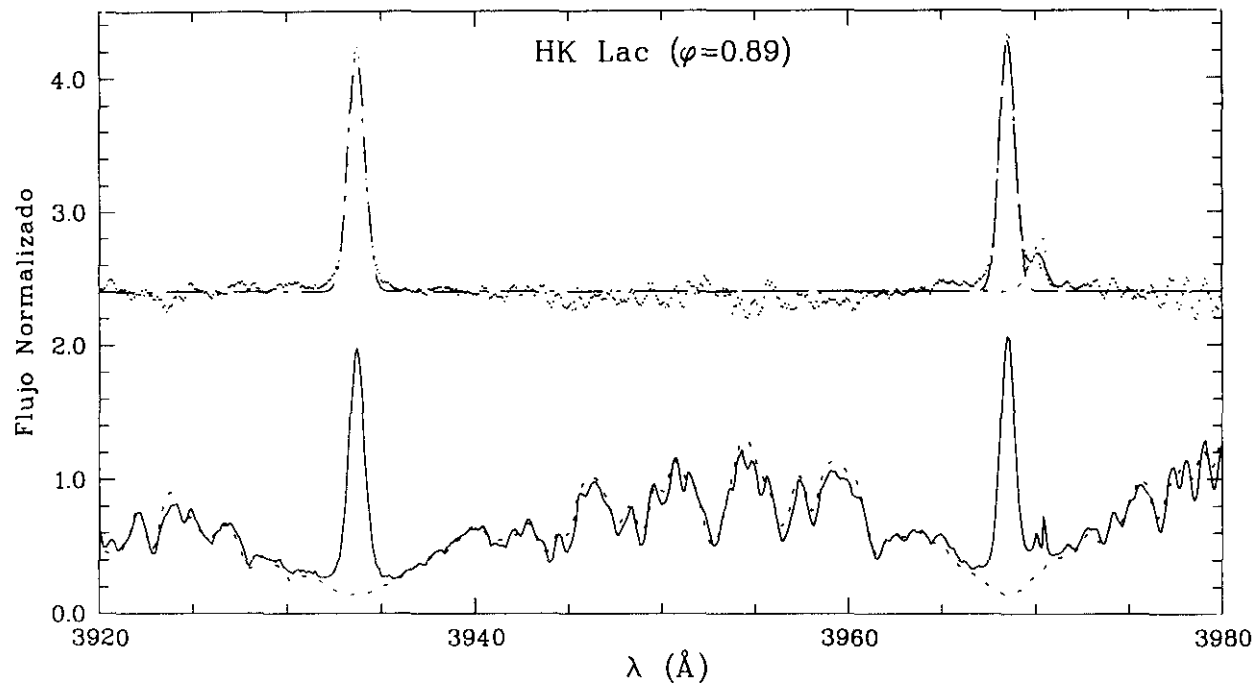


Figura 6.117: H y K de Ca II (HK Lac)

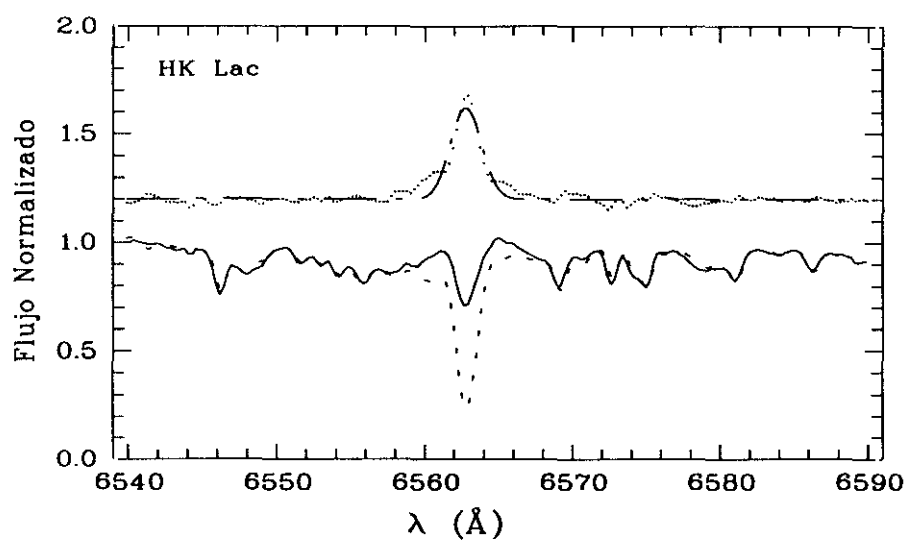


Figura 6.118: H α (HK Lac)

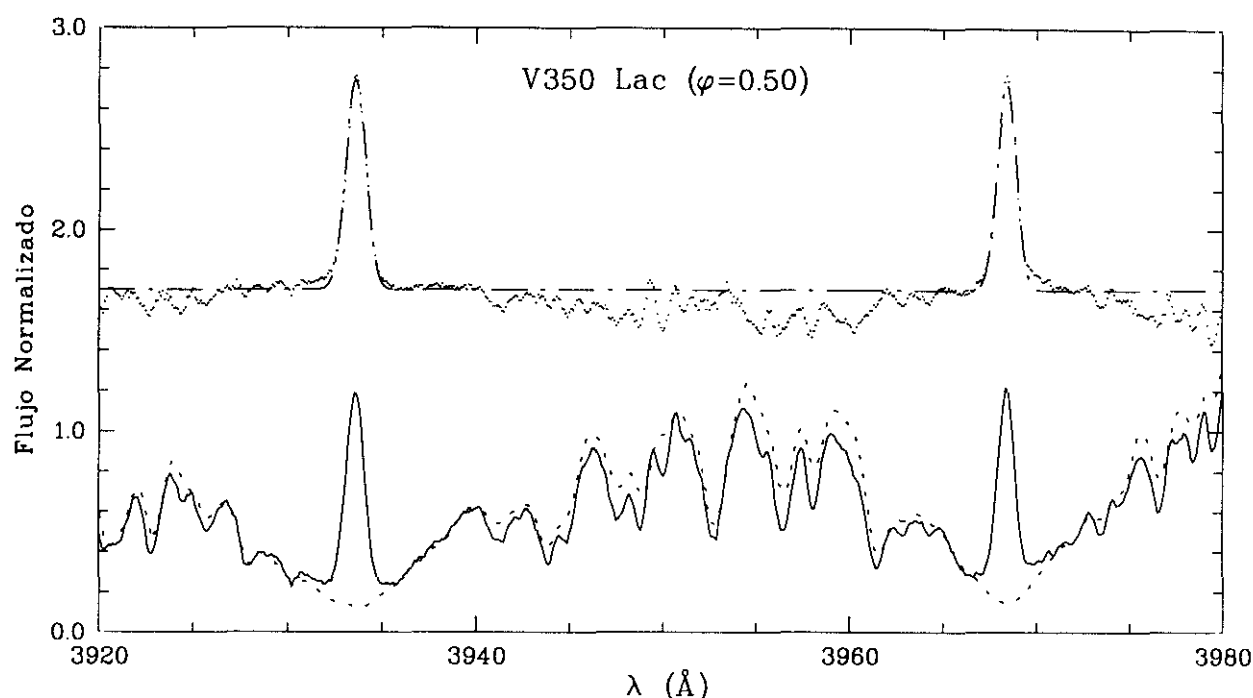


Figura 6.119: H y K de Ca II (V350 Lac)

6.3.30 V350 Lac (HD 213389, HR 8575)

Sistema binario no eclipsante SB1 de tipo espectral K2 III. Herbst (1973) encontró variabilidad fotométrica en este sistema con un período que es la mitad del período orbital. Esta variabilidad puede ser debida a la forma elipsoidal de la estrella gigante o a la presencia de manchas estelares (Percy y Welch 1982). La fotometría de Demircan et al. (1992) indica la presencia de manchas y posibles corrientes de gas entre las dos componentes.

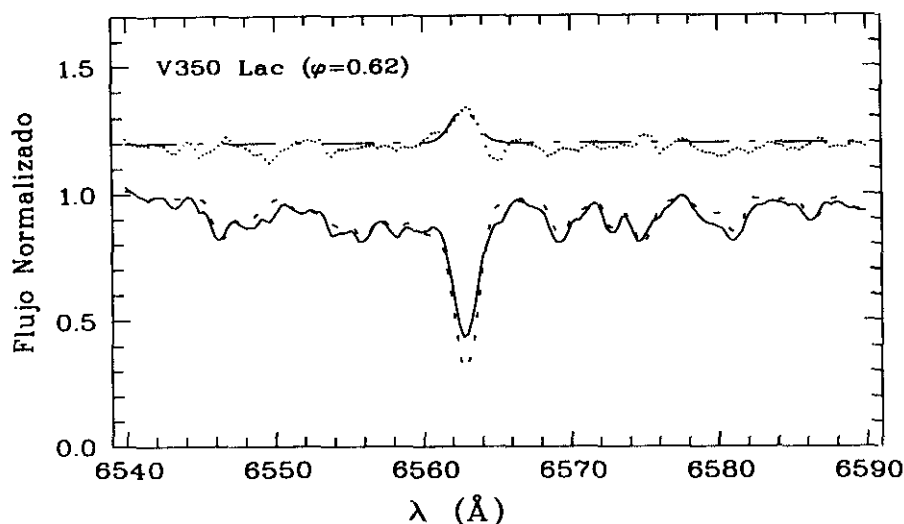
Bopp (1984) y Fekel et al. (1986) encuentran que las líneas H y K de Ca II presentan una moderada emisión. Xuefu y Huisong (1987) encontraron que este sistema presenta una intensa absorción $H\alpha$, sin embargo, Eker et al. (1994) encuentran un llenado de la absorción.

H y K de Ca II

Si dispone de un sólo espectro de este sistema realizado en Jul-89 con fase orbital 0.50, en él que puede verse una intensa emisión en las líneas H y K de Ca II, con una intensidad algo mayor que el nivel del continuo en 3950 Å y algo más elevada que la encontrada por Bopp (1984). La emisión aparece centrada en la línea de absorción por lo que tanto el continuo como la emisión deben proceder de la estrella K2III.

$H\alpha$

Este sistema fue observado en Jul-89 con una fase orbital de 0.62. En el espectro se observan sólo líneas de una componente y una absorción $H\alpha$ bastante intensa a $\lambda = 6561.8$

Figura 6.120: $H\alpha$ (V350 Lac)

coincidiendo exactamente con la posición calculada a partir de la línea de FeI.

Se ha conseguido un buen ajuste entre el espectro observado y el espectro sintético utilizando una estrella de referencia de tipo espectral G8III. En el espectro substraído puede verse un pequeño exceso de emisión $H\alpha$.

6.3.31 IM Peg (HD 216489, HR 8703)

Sistema binario no eclipsante SB1 de tipo espectral K2III-II y de período largo ($P_{\text{orb}} = 24.649$ días). Diversos autores han encontrado fuerte emisión en H y K de Ca II en este sistema (Herbst 1973; Hall 1976; Young y Koniges 1977; Cowley y Bildeman 1979; Fekel et al. 1986; y Strassmeier et al. 1990). Huenemoerder et al. (1990) llevaron a cabo un estudio de diferentes indicadores de actividad en este sistema encontrando que la emisiones en el UV y en el óptico provienen de estructuras en blucle similares a las observadas en el Sol. Bopp y Talcott (1978) encontraron un llenado de la absorción $H\alpha$. Posteriormente, Strassmeier et al. (1990) encontraron que la línea $H\alpha$ se presentaba como una débil y variable absorción. Frasca y Catalano (1994) encuentran un llenado de la absorción con EW entre 0.42 y 0.67 Å. Dempsey et al. (1994) a partir de estudios fotométricos y del análisis de asimetrías en los perfiles de las líneas obtienen la posición de tres manchas en este sistema situadas a latitudes altas pero no en el polo y un posible ciclo de 21 años.

H y K de Ca II

Se dispone de dos observaciones en la región de la líneas H y K de Ca II tomadas en dos épocas diferentes (1988 y 1989) con fases orbitales 0.45 y 0.65 respectivamente. En ambos espectros puede verse una intensa emisión en H y K centrada en la línea de absorción. La actividad es más elevada en la primera época (1988). Los flujos superficiales obtenidos son

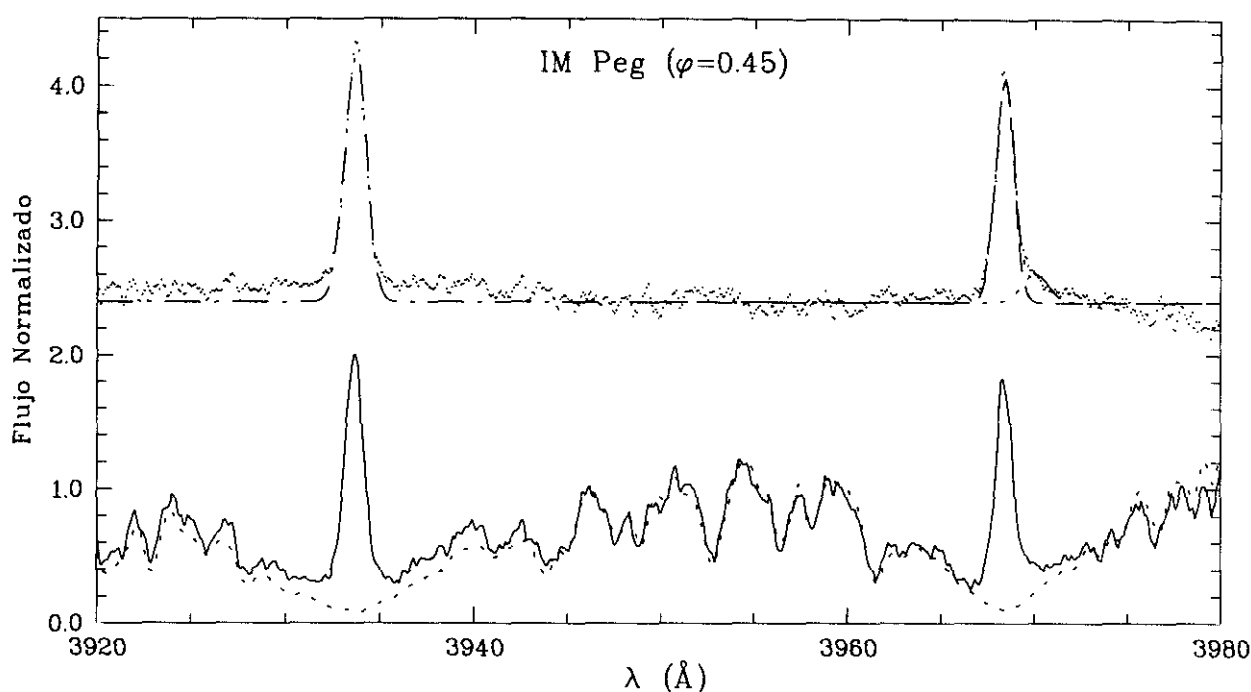


Figura 6.121: H y K de Ca II (IM Peg)

algo más pequeños que los publicados por Strassmeier et al. (1990), lo cual probablemente se debe al diferente procedimiento de medida utilizado. Al aplicar la técnica de substracción espectral se observa la presencia de una pequeña emisión $H\epsilon$ en el espectro de 1988, que apenas se distinguía en el espectro observado al estar muy mezclada con la ancha emisión H de Ca II. Sin embargo, en el espectro de 1989, que presenta una emisión en H y K de Ca II menor, no se observa emisión en $H\epsilon$.

$H\alpha$

Se dispone de una sola observación de este sistema realizada en Jul-89 con una fase orbital de (0.85). En el espectro obtenido se observan sólo las líneas espectrales de una de las componentes, siendo estas bastante intensas mientras que la línea $H\alpha$ no presenta una gran intensidad, es bastante estrecha y se sitúa en $\lambda = 6562.72 \text{ \AA}$ que coincide bien con la posición calculada a partir de la línea de FeI.

Al comparar con el espectro sintético se observa que la línea $H\alpha$ presenta un importante llenado de la absorción y además parece tener algo de emisión en las alas de la línea. El valor de la EW obtenido ($EW(H\alpha)=1.84$) es algo mayor que el encontrado anteriormente por otros autores.

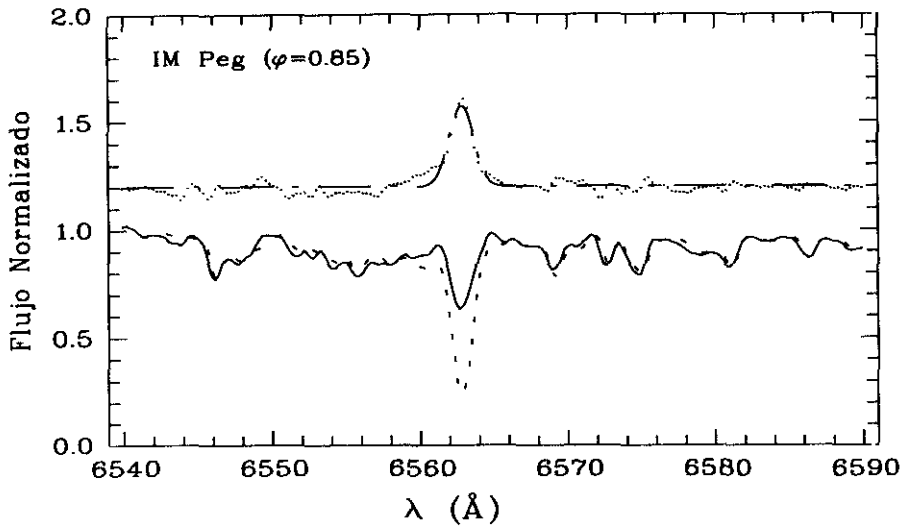


Figura 6.122: $H\alpha$ (IM Peg)

6.3.32 λ And (16 And, HD 222107, HR 8961)

Sistema binario RS CVn no eclipsante y SB1 de tipo espectral G8IV-III. La curva de luz muestra una variación de 0.2 a 0.3 magnitudes debido a la presencia de manchas en su superficie, (Landis et al. 1978). El sistema no rota síncronamente ya que tiene un período fotométrico de 54 días y un período orbital de 20.52 días.

Baliunas y Dupre (1982) encuentran fuertes y variables emisiones H y K de Ca II, apareciendo en algunas épocas correlacionadas con la curva de luz fotométrica, en el sentido de que las mayores emisiones H y K se producen en el mínimo de luz. Sin embargo, Strassmeier et al. (1990) señalan que el flujo en H y K de Ca II no muestra una variabilidad apreciable. Smith y Bopp (1982), Bopp et al. (1988) encontraron que la línea $H\alpha$ está parcialmente llenada por emisión. Elston (1982) encuentra que la línea $H\alpha$ varía más débilmente en el mínimo de la curva de luz en la banda V. Xuefu y Huisong (1986) y Xuefu et al. (1993) encuentran un llenado de la absorción $H\alpha$ pero no observan una variabilidad apreciable en este exceso de emisión.

H y K de Ca II

Se han realizado dos observaciones de este sistema en épocas diferentes (1989 y 1991). En los dos espectros se observa una intensa emisión en H y K de Ca II centrada con la línea de absorción. Los flujos superficiales en H y K calculados son algo diferentes en las dos épocas y también algo diferentes a los dados por Strassmeier et al. (1990). Estas diferencias confirman la variabilidad de las emisiones H y K encontrada por Baliunas y Dupree (1982). Se ha aplicado la técnica de substracción espectral utilizando una estrella de referencia de tipo G8IV.

$H\alpha$

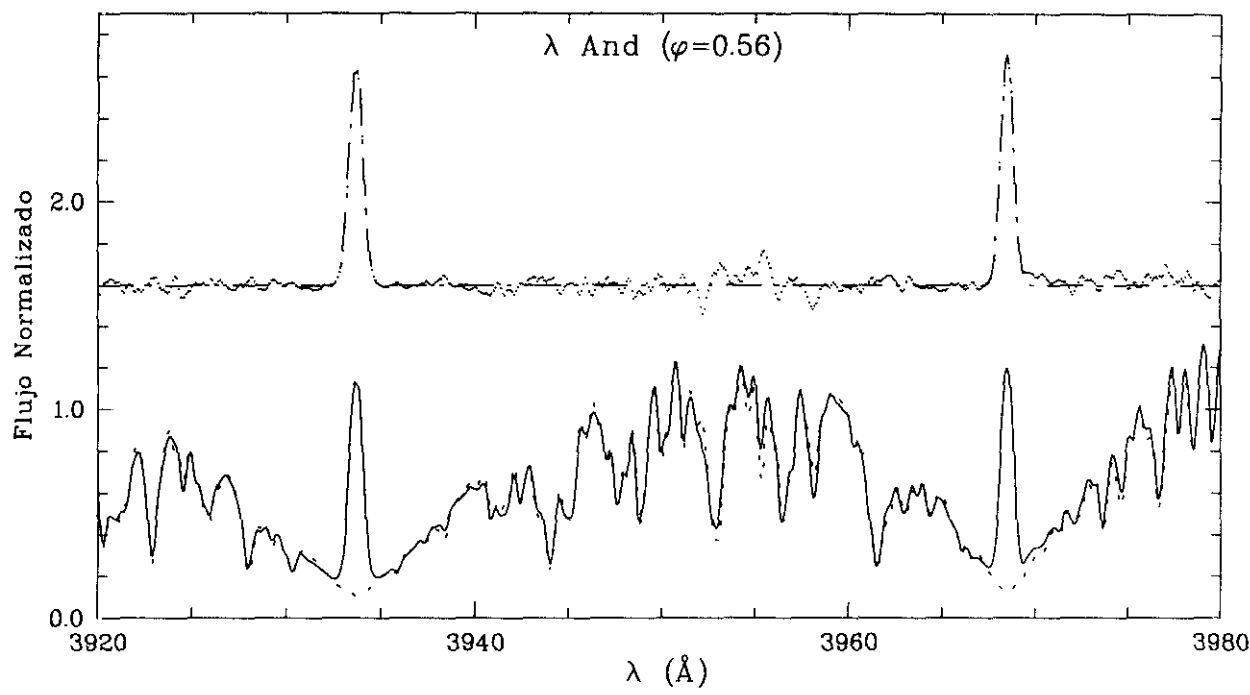


Figura 6.123: H y K de Ca II (λ And)

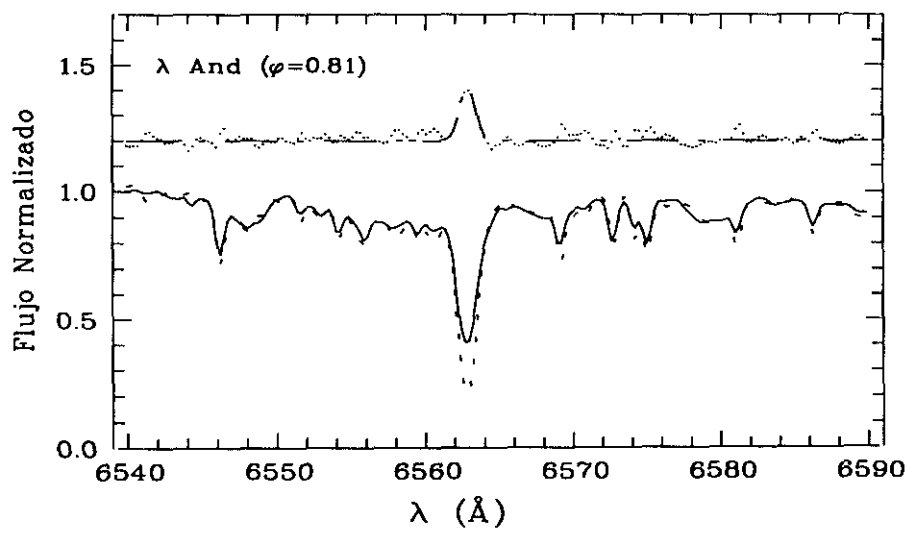


Figura 6.124: H α (λ And)

Sistema observado en Jul-89 con fase orbital 0.81. En el espectro obtenido puede verse que la línea $H\alpha$ presenta una intensa absorción con un perfil bastante simétrico y una intensidad residual no muy elevada, lo que indica un ligero llenado de la absorción.

Aplicando la técnica de substracción espectral, con un espectro sintético construido con una estrella de referencia G8III, se obtiene un buen ajuste con el espectro observado y un claro exceso de emisión en el espectro diferencia.

6.4 Estrellas aisladas activas

A continuación se hace un estudio de las estrellas aisladas y componentes de sistemas binarios visuales que presentan emisión detectable en las líneas H y K de Ca II en nuestras observaciones y que por lo tanto tienen un cierto nivel de actividad cromosférica. Algunas de estas estrellas son componentes de sistemas múltiples en los cuales una de las componentes es un sistema binario cromosféricamente activo ya estudiado en el apartado anterior, en estos casos las observaciones fueron simultáneas ya que, o bien fue posible introducir las dos componentes en la rendija del espectrógrafo y obtener los espectros de las dos estrellas en la misma imagen CCD, o bien se tomaron espectros separados pero uno a continuación del otro.

Se hace una descripción de las características principales de cada sistema, prestando especial atención a lo que se conoce en la literatura sobre el comportamiento de los indicadores de actividad en el óptico, y a continuación se describen detalladamente los resultados obtenidos de nuestras observaciones en H y K de Ca II.

6.4.1 6 Tri B (HD 13480B)

Esta estrella es la componente B del sistema binario visual (ADS 1697 AB), cuya componente A es un sistema binario RS CVn también estudiado en este trabajo (Sección 6.3.8). 6 Tri B es una binaria espectroscópica SB2 con un período orbital de 2.236 días y de tipo espectral F5V (Stephenson 1960; Young y Koniges 1977).

H y K de Ca II

El espectro de esta estrella, realizado en Dec-92, no muestra emisión apreciable en el centro de la correspondiente absorción. Sin embargo, la substracción de una F8V no activa pone de manifiesto la existencia una pequeña emisión.

6.4.2 V2213 Oph (HD 154417, HR 6349)

Estrella de tipo espectral F8.5IV-V. Noyes et al. (1984) dan un valor de $S=0.275$ y un período de rotación, obtenido por modulación del índice de flujo S, de 7.6 días, mientras que Donahue (1993) da un valor de $S=0.268$ y un período de rotación medio de 7.78 días que varía entre 7.49 y 8.41 días.

H y K de Ca II

El espectro de esta estrella, realizado en Jul-89, muestra una emisión muy pequeña en el centro de la correspondiente absorción con una intensidad $I_{K_3}=0.21$. La substracción de una F8V no activa confirma la presencia de esta pequeña emisión.

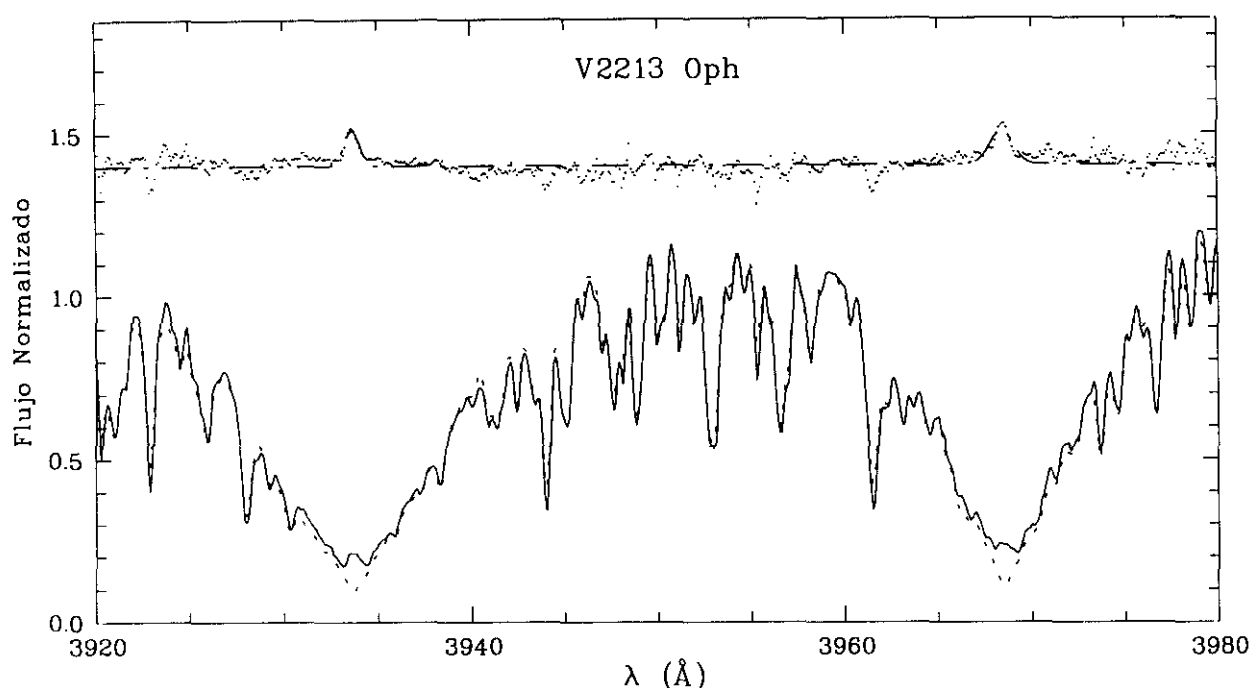


Figura 6.125: H y K de Ca II (V2213 Oph)

6.4.3 59 Vir (HD 115383, HR 5011)

Estrella clasificada como G0V, con un valor del índice S de 0.310 (Noyes et al. 1984), importante emisión en el UV (Simon y Landsman 1991) y detectada como una fuente brillante en el UV extremo por ROSAT (Shara et al. 1993). Donahue (1993) encontró un valor para el período de rotación de 3.33 días con un período mínimo de 3.23 y un período máximo de 3.41 días. Observada en H α por Herbig (1985).

Las velocidades radiales medidas por Duquennoy y Mayor (1991) indican que se trata de un par de estrellas con movimiento propio común.

H y K de Ca II

Se dispone de un espectro de esta estrella realizado en Jul-89, en el que puede verse una pequeña emisión con una intensidad $I_{K_3}=0.31$ similar a la observada por Linsky et al. (1979). Se ha obtenido la EW de la emisión por sustracción de una G0V no activa.

6.4.4 HN Peg (HD 206860, HR 8314)

Estrella de tipo espectral G0V con un período de rotación de 4.7 días y $S=0.323$ (Noyes et al. 1984). Donahue (1993) da un valor de $S=0.331$ y un período de 4.86 días variando entre 4.57 y 5.30 días.

H y K de Ca II

Se observa una pequeña emisión con una intensidad $I_{K_3}=0.35$. El espectro sintético se ha

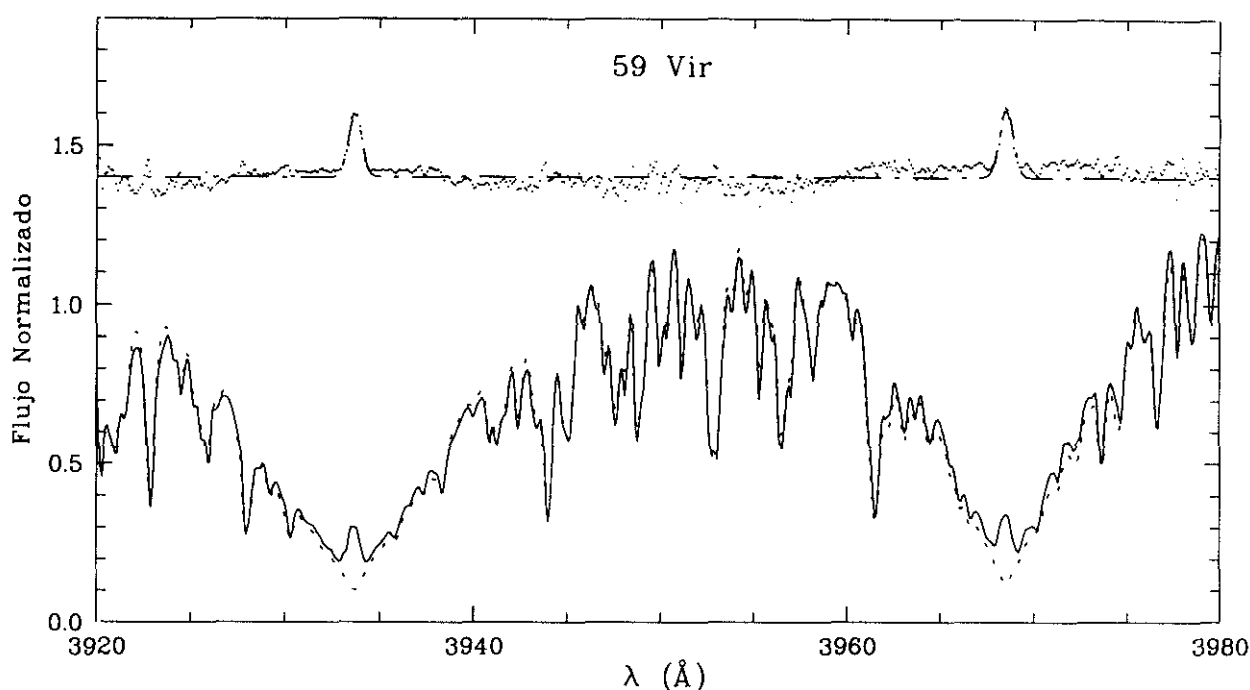


Figura 6.126: H y K de Ca II (59 Vir)

construido con una estrella de referencia de tipo G0V.

6.4.5 ξ UMa A (53 UMa, HD 98231, HR 4375)

Esta estrella es la componente A del sistema binario visual (ADS 8119 AB), cuya componente B es un sistema binario RS CVn también estudiado en este trabajo (Sección 6.1.10). ξ UMa A es también una binaria espectroscópica SB1 con un período orbital de 669 días de tipo espectral G0V (Bopp 1987). Wilson (1963, 1964) detectó emisión en las líneas H y K de Ca II ($I_K=2$) en la componente B pero no encontró emisión detectable en la componente A. Sin embargo, Wooley et al. (1970) encontraron una débil emisión en Ca II para esta componente.

H y K de Ca II

Se dispone de un espectro de esta estrella, realizado en Feb-88 a continuación de el de su compañera ξ UMa B. En este espectro se observa una emisión muy pequeña, pero que es posible medir tanto por reconstrucción del perfil de absorción como por substracción del espectro sintético construido con una estrella de referencia de tipo G0V. Sin embargo, cabe la posibilidad de que esta emisión no sea real y se deba a una contaminación producida por el espectro de la estrella compañera que está muy próxima, de forma que aunque la rendija se centró en ξ UMa A, parte de la luz de ξ UMa B pudo también entrar en la rendija y producir un espectro que tiene contribución de las dos componentes. Si la detección de

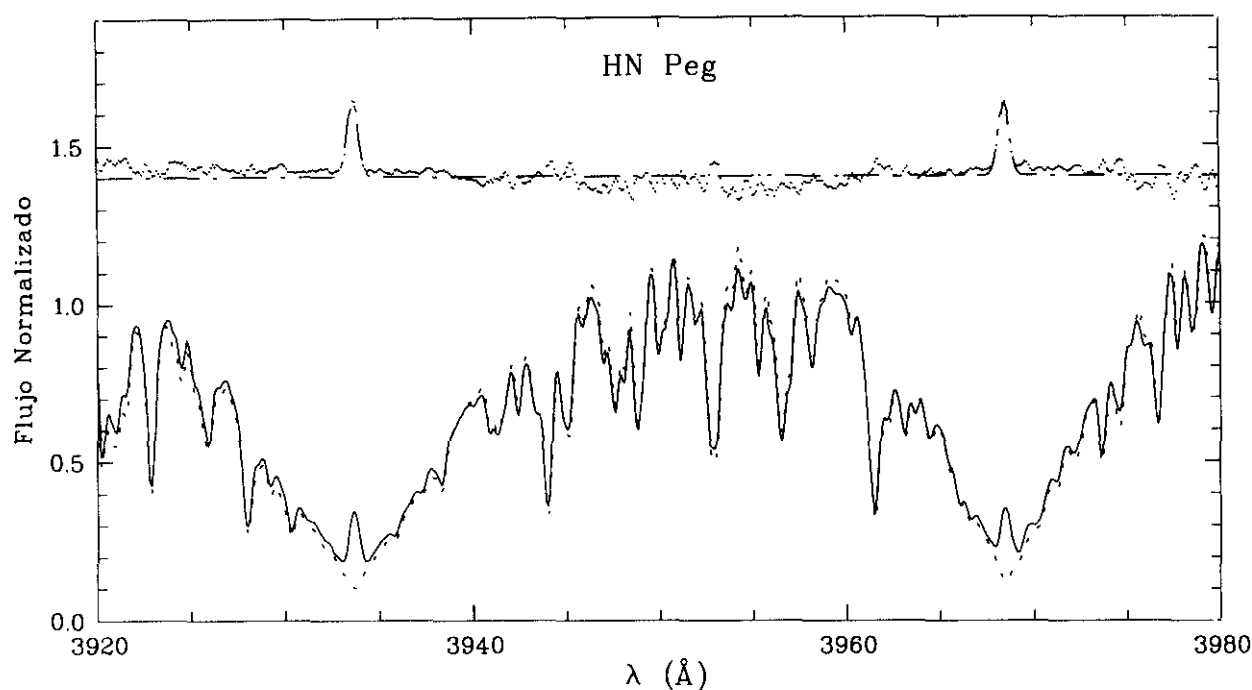


Figura 6.127: H y K de Ca II (HN Peg)

esta emisión es real, significaría que este sistema también debería de considerarse como un sistema RS CVn.

6.4.6 KZ And A (HD 218739, ADS 16557 A)

Se trata de la componente A del sistema binario visual ADS 16557, cuya componente B es un sistema binario cromosféricamente activo conocido con el nombre de KZ And, estudiado también en este trabajo (Sección 6.1.22). Esta estrella es de tipo espectral G0V.

H y K de Ca II

Se realizó un espectro en la región de las líneas H y K de Ca II de esta estrella simultáneamente con la componente B, ya que fue posible meter los dos objetos en la rendija del espectrógrafo y obtener los espectros de ambas componentes con una separación suficiente para poder ser estudiados de forma individual. En este espectro se observa una pequeña emisión con una intensidad $I_{K_3}=0.38$. El espectro sintético se construyó con una estrella de referencia de tipo espectral G0V.

6.4.7 σ^1 CrB (HD 146362, HR 6364)

Se trata de la componente más débil del sistema binario visual ADS 9979, cuya componente más brillante es un sistema binario cromosféricamente activo, estudiado también en este trabajo (Sección 6.1.15). Esta estrella es de tipo espectral G1V.

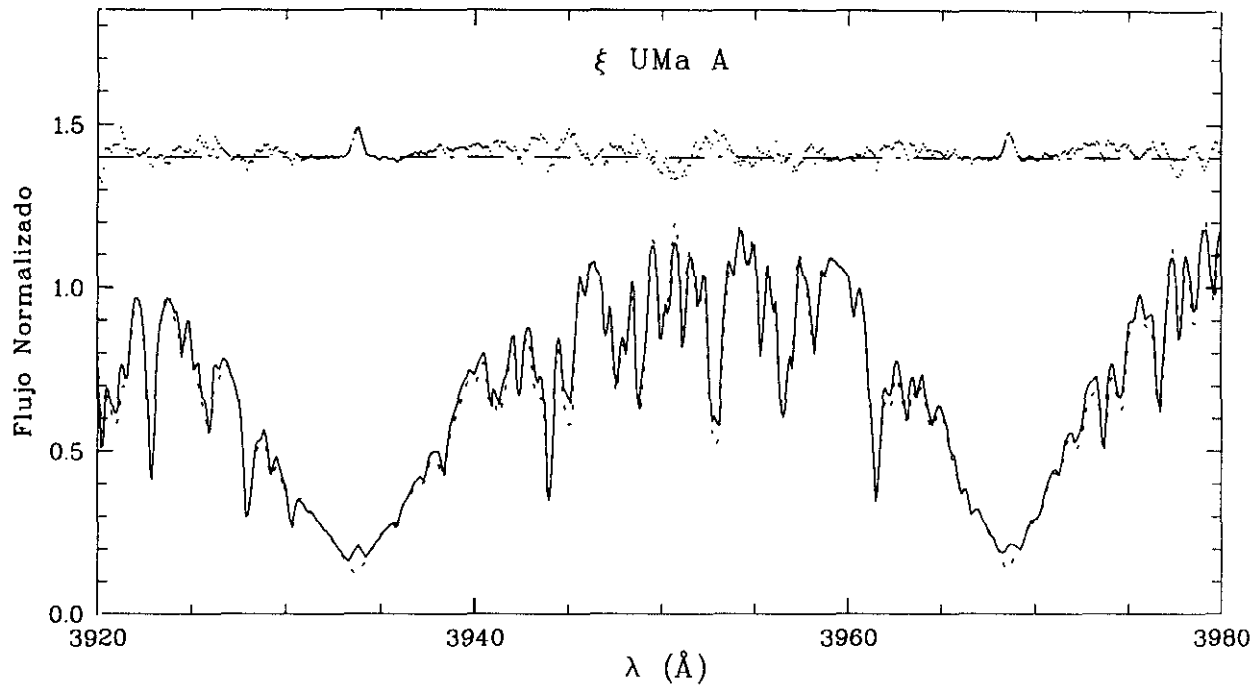


Figura 6.128: H y K de Ca II (ξ UMa A)

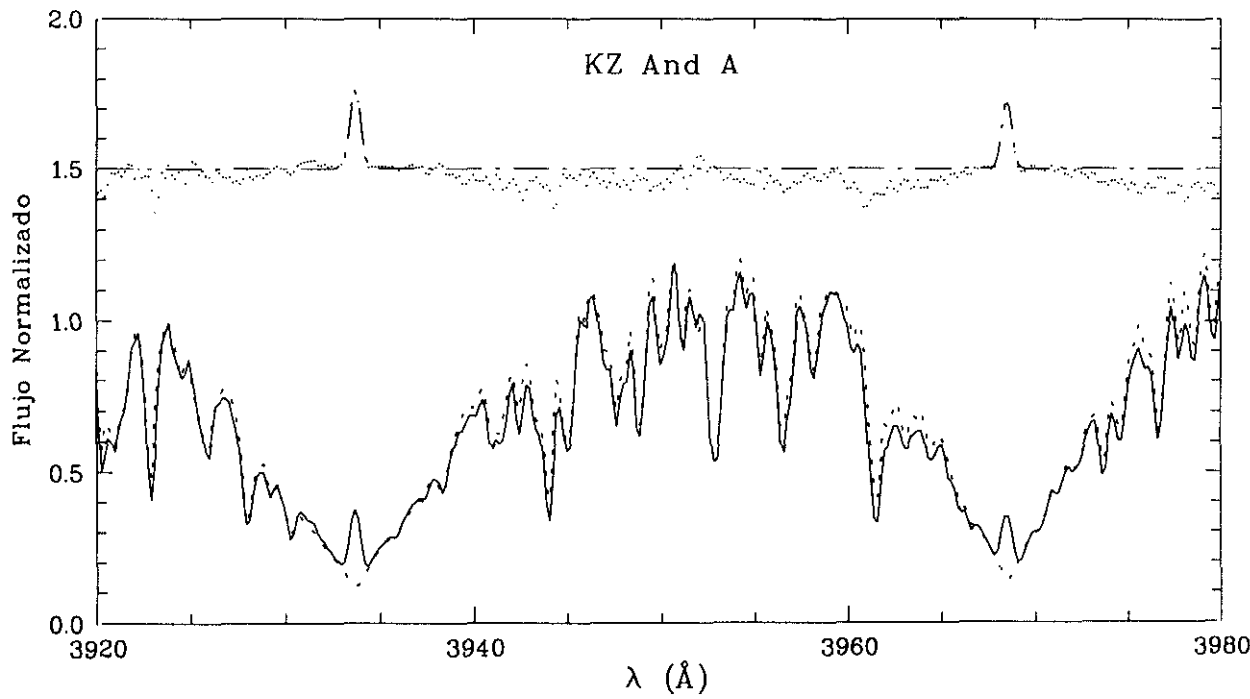


Figura 6.129: H y K de Ca II (KZ And A)

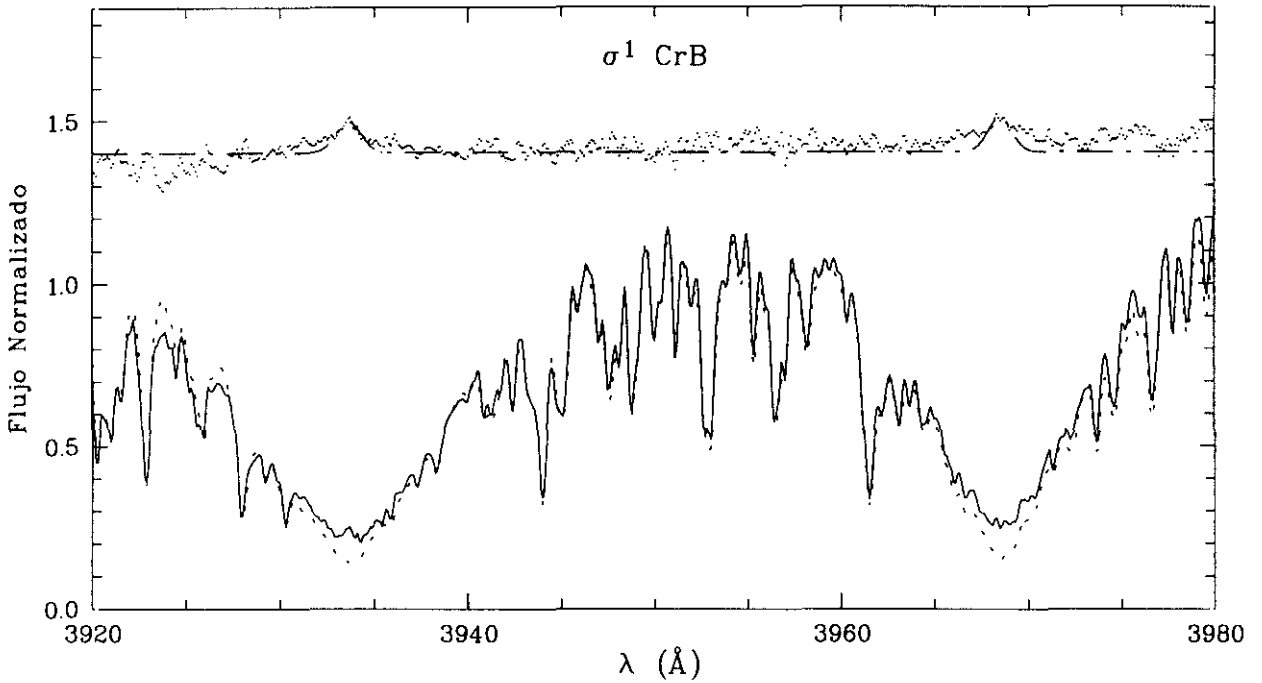


Figura 6.130: H y K de Ca II (σ^1 CrB)

H y K de Ca II

Se dispone de un espectro realizado en Feb-88 en el que se observa una emisión muy pequeña apenas apreciable por inspección visual. La substracción del espectro sintético construido con una estrella de referencia de tipo G1V confirma que se trata de una verdadera emisión.

6.4.8 κ^1 Cet (HD 20630, HR 996)

Estrella de tipo espectral G5V, período de rotación 9.4 días y $S=0.345$ (Noyes et al. 1984). Esta estrella fue estudiada también por Donahue (1993) encontrando un período de 9.24 días con un valor mínimo de 9.01 y un valor máximo de 9.48 días y un valor de $S=0.365$. Estudiada también en H y K de Ca II por Pasquini et al. (1988), Pasquini (1992) y García López et al. (1990, 1992); y en el triplete IR de Ca II por Foing et al. (1989) y Dempsey et al. (1993).

H y K de Ca II

Se dispone de un espectro realizado en Dic-92 en el que se observa una pequeña emisión de intensidad $I_{K_3}=0.40$. El espectro sintético se construyó con una estrella de referencia de tipo G1V.

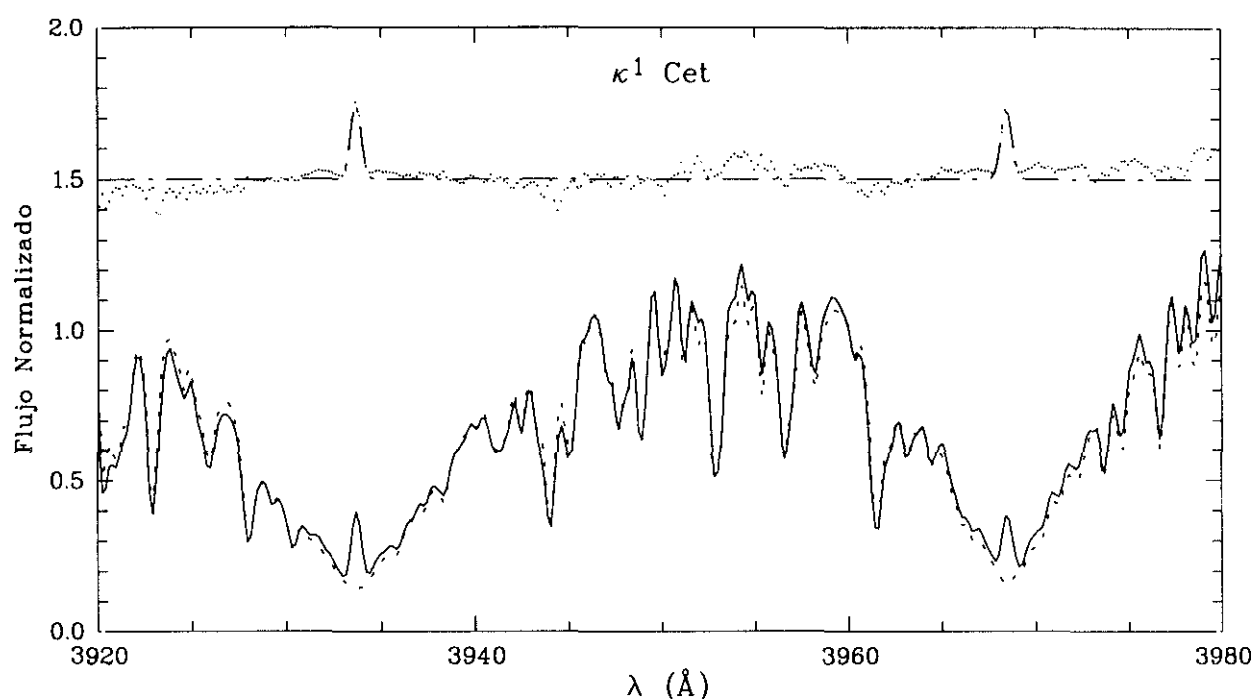


Figura 6.131: H y K de Ca II (κ^1 Cet)

6.4.9 ξ Boo A y B (HD 131156 A y B, HR 5544 A y B)

Sistema binario visual (ADS 9413) formado por estrellas de tipos G8V y K4V y períodos de rotación de 6.2 y 11.5 días respectivamente (Noyes et al. 1984). Donahue (1993) encuentra unos períodos de 6.31 y 12.28 días y un valor para el índice S de 0.456 y 1.342 respectivamente. Estudiada en H y K de Ca II por Rebolo et al. (1989), Strassmeier et al. (1990) y Thatcher y Robinson (1993). ξ Boo B es la estrella en la que se han observado mayores variaciones en el índice S desde 2.1 a 1.2 (Baliunas et al. 1995).

H y K de Ca II

Se dispone de un espectro en la región de las líneas H y K de Ca II de las dos componentes del sistema. La emisión en H y K en ambas componentes es bastante diferente, mientras que la componente A presenta una pequeña emisión ($I_{K_3}=0.63$), la componente B muestra una emisión muy intensa varias veces por encima del continuo ($I_{K_3}=2.51$) y tiene también la línea H ϵ en emisión. El espectro de ξ Boo A se ajusta bien al espectro de una G8V no activa pero para ξ Boo B no se consigue un buen ajuste con el espectro de una estrella de referencia de tipo K3V, sobre todo se observan diferencias en las alas internas de las absorciones H y K, probablemente producidas por el elevado nivel de actividad que presenta esta estrella.

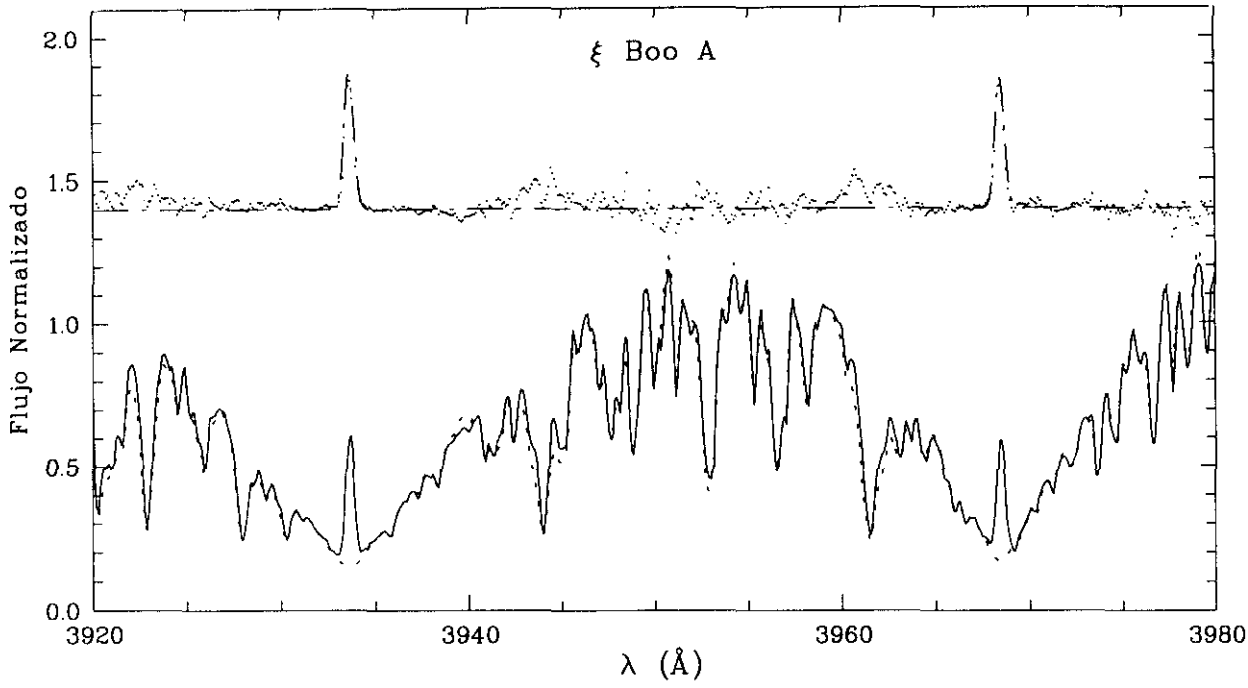


Figura 6.132: H y K de Ca II (ξ Boo A)

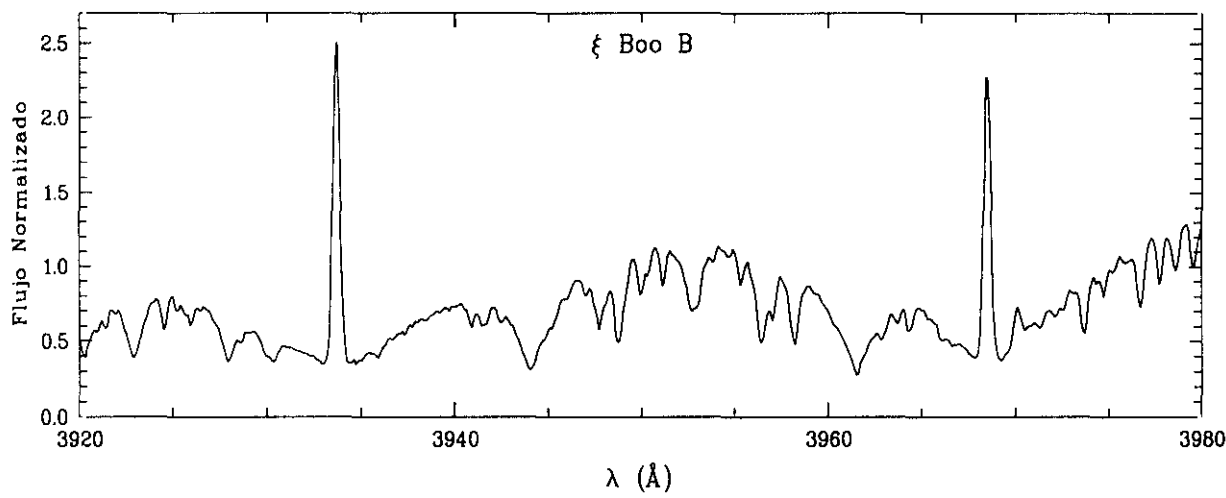


Figura 6.133: H y K de Ca II (ξ Boo B)

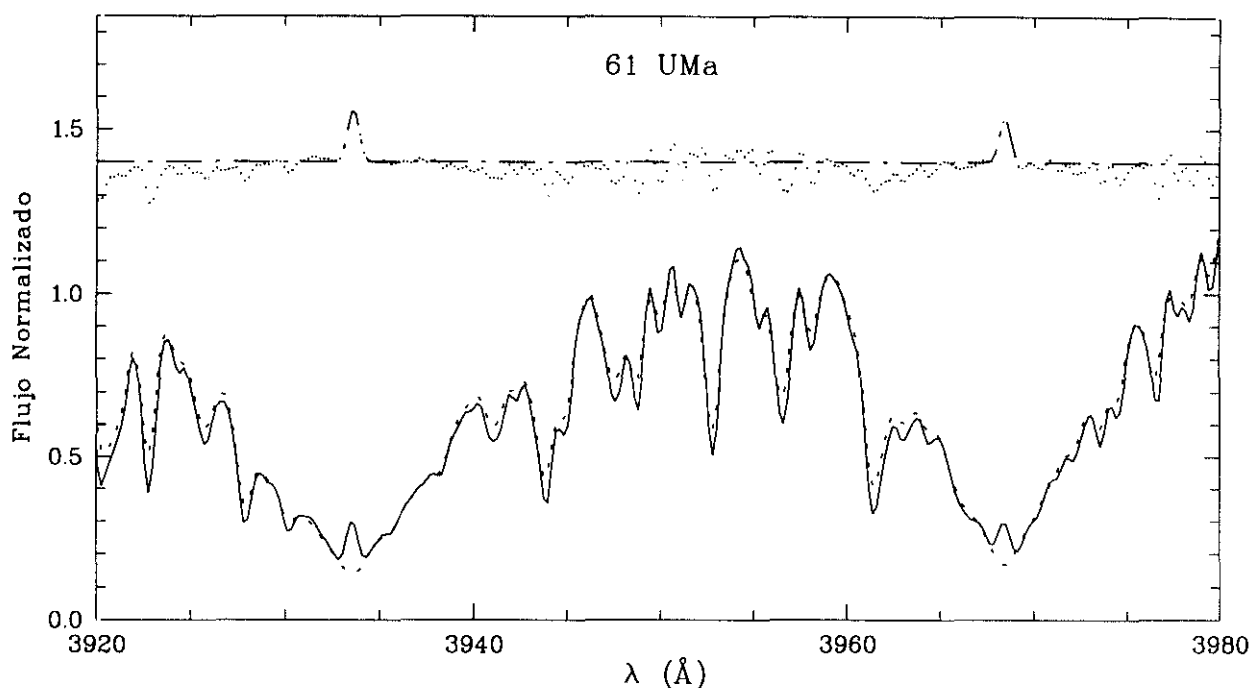


Figura 6.134: H y K de Ca II (61 UMa)

6.4.10 61 UMa (HD 101501, HR 4496)

Estrella de tipo espectral G8V, incluida en la lista de estrellas estándar de Taylor (1984). Tiene un período de 17.1 días y con un valor del índice de actividad $S=0.310$ (Noyes et al. 1984). Donahue encontró un período de 16.68 días y un valor medio de $S=0.308$.

H y K de Ca II

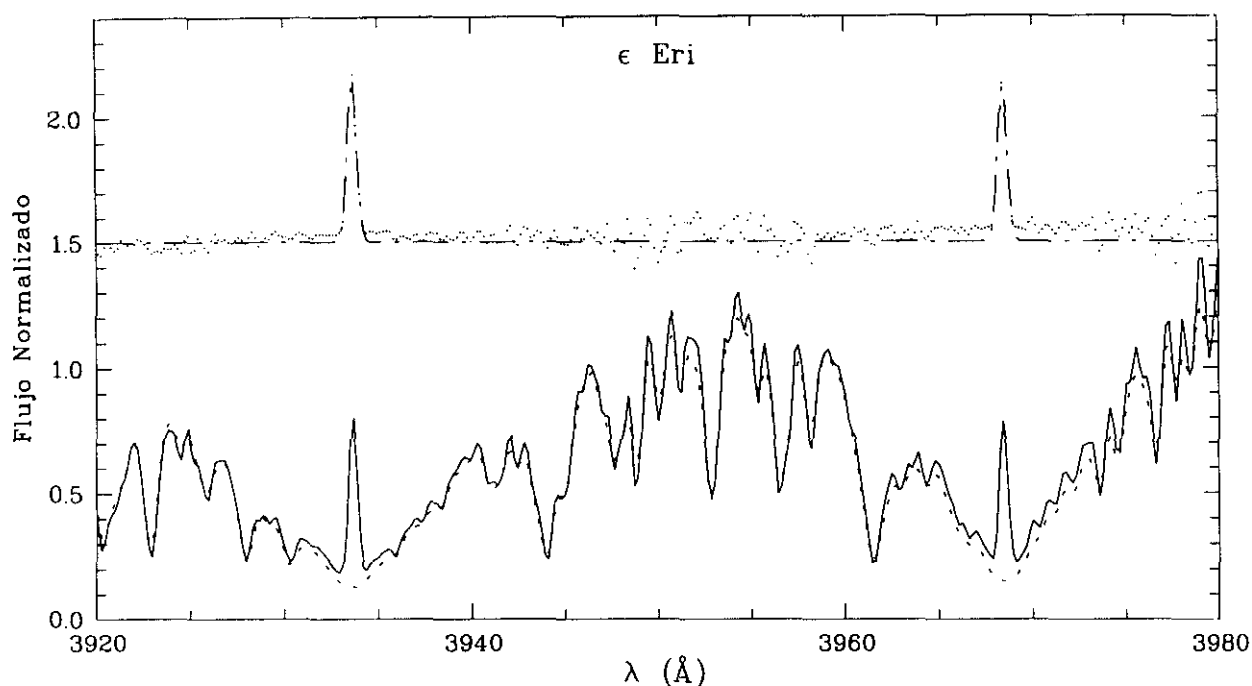
Se dispone de 7 espectros de esta estrella realizados en Mar-93 en los que se observa una pequeña emisión ($I_{K_3}=0.30$) que no varía de un espectro a otro y que es muy similar a la observada por Linsky et al. (1979) y Strassmeier et al. (1990).

6.4.11 ϵ Eri (HD 22049, HR 1084)

Estrella de tipo espectral K2V y período de rotación de 11.3 días según Noyes et al. (1984) y de 11.68 días según Donahue (1993). A partir de variaciones fotométricas producidas por manchas Frey et al. (1991) encuentran períodos de rotación comprendidos entre 10 y 12.3 días. ϵ Eri presenta un nivel de actividad considerable como indica el valor del índice S (0.5) y los espectros en H y K de Ca II obtenidos por Linsky et al. (1979), Zarro y Rodgers (1983) y García López et al. (1992).

H y K de Ca II

En nuestro espectro, realizado en Dic-92, se observa una clara emisión en H y K de Ca II con una intensidad $I_{K_3}=0.80$. El espectro sintético se ha construido con una estrella de

Figura 6.135: H y K de Ca II (ϵ Eri)

referencia de tipo K1V, obteniéndose un buen ajuste con el espectro observado.

6.4.12 HD 4628 (HR 222)

Estrella de tipo espectral K4V según Noyes (1984) y K2V según BSC. Donahue (1993) obtuvo un período de rotación de 38.5 días y un valor de $S=0.229$. Estudiada en H de Ca II por Rebolo et al (1989). Mathioudakis et al. (1994) detectaron emisión en el ultravioleta extremo (EUV) en esta estrella, lo que sugiere la existencia de una corona fría.

H y K de Ca II

Nuestro espectro, realizado en Dic-92, muestra una emisión muy pequeña con una intensidad $I_{K_3}=0.29$. El espectro sintético se construyó con una K1V no activa.

6.4.13 HD 115404

Estrella aislada de tipo espectral K3V y un período de rotación de 18.3 días (Noyes et al. 1984). Donahue (1993) encontró un período de 18.47 días y un índice S de 0.533. Estudiada en H y K de Ca II y en otras líneas cromosféricas por Thatcher y Robinson (1993).

H y K de Ca II

Se dispone de un espectro de esta estrella tomado en Jul-89 en el que se observa una emisión en H y K de Ca II con una intensidad $I_{K_3}=0.80$.

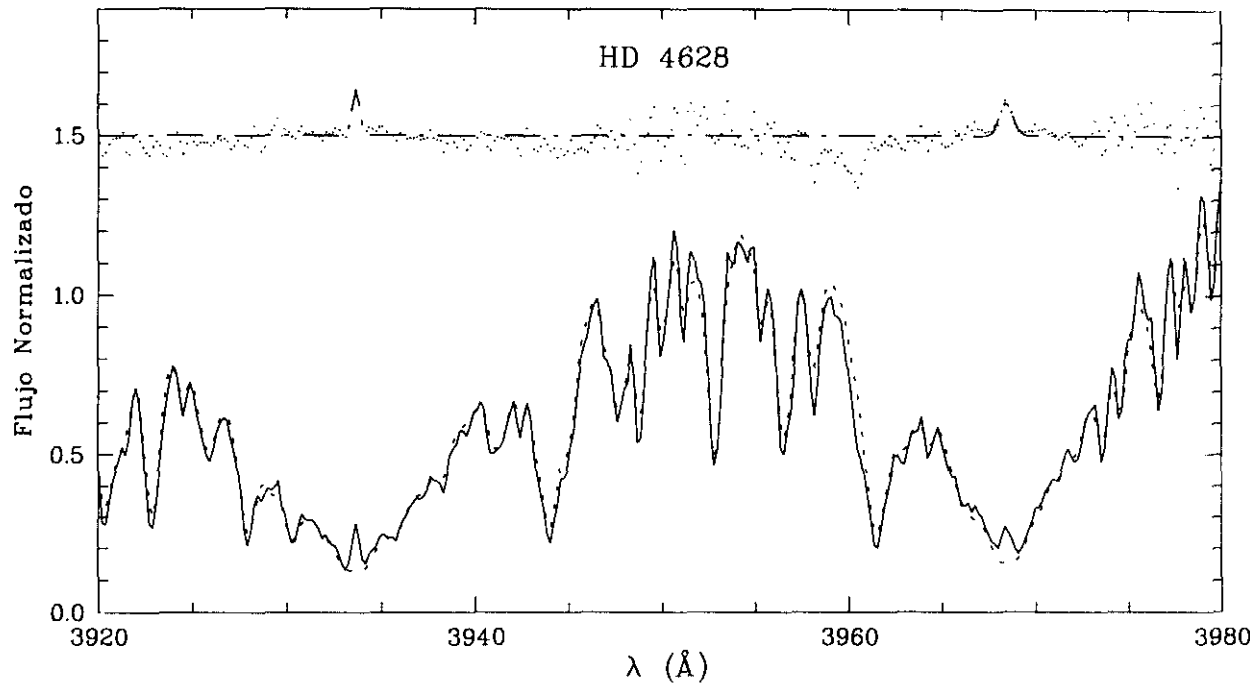


Figura 6.136: H y K de Ca II (HD 4628)

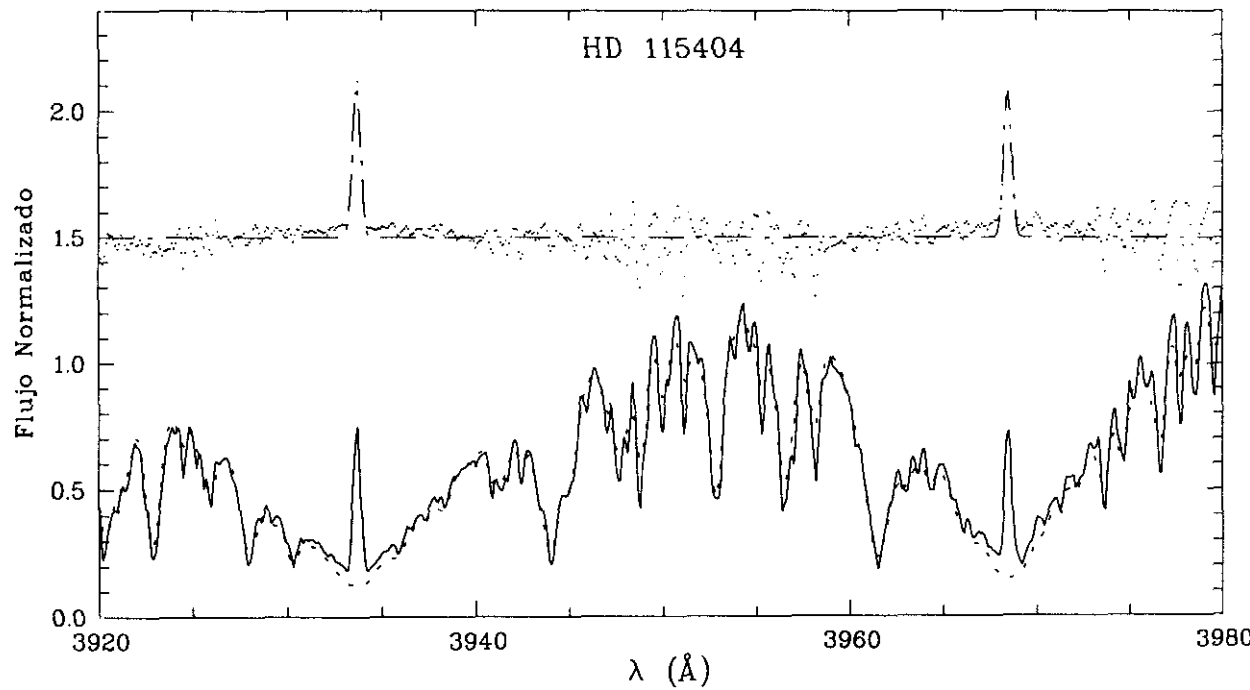
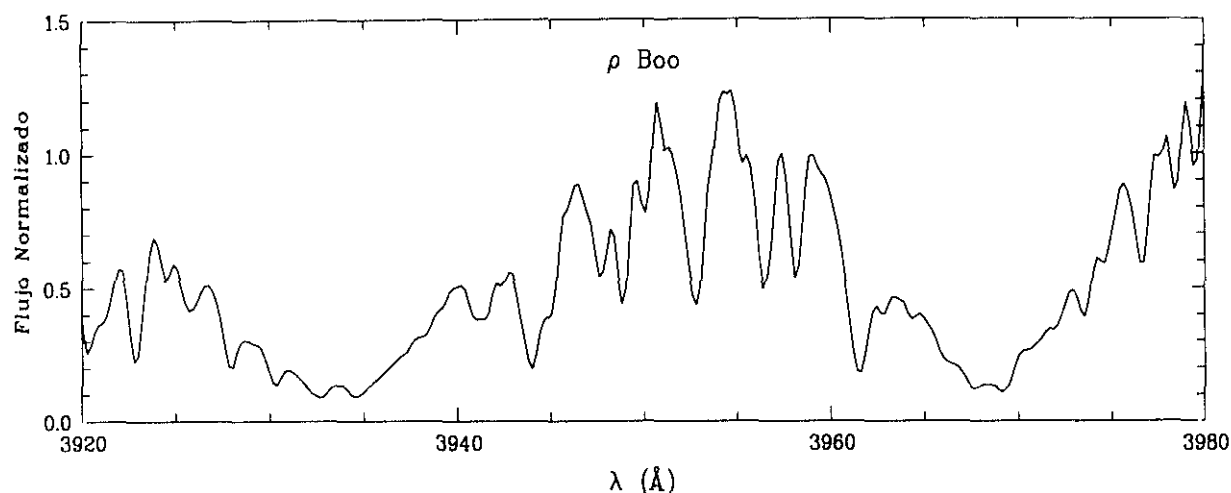


Figura 6.137: H y K de Ca II (HD 115404)

Figura 6.138: H y K de Ca II (ρ Boo)

6.4.14 ρ Boo (25 Boo, HD 127665, HR 5429)

Estrella de tipo espectral K3III (BSC), incluida en el catálogo de Keenan y Mcneil (1989). Observada por Strassmeier et al. (1990) como una estrella sin actividad cromosférica.

H y K de Ca II

Nuestro espectro en H y K de Ca II, realizado en Mar-93, muestra una emisión muy débil con una intensidad $I_{K_3}=0.10$.

6.4.15 61 Cyg A y B (HD 201091 y 201092, HR 8085 y 8086)

Sistema binario visual formado por estrellas de tipos K5V y K7V con períodos de rotación de 37.9 y 48.0 días según Noyes et al. (1984) y 35.37 y 37.84 días según Donahue (1993). Las dos componentes presentan considerable emisión en H y K de Ca II ($S = 0.661$ y 0.981 respectivamente). Linsky et al. (1979) y Strassmeier et al. (1990) han obtenido el flujo superficial en H y K de Ca II en estas dos estrellas.

H y K de Ca II

Se dispone de espectros en H y K de Ca II de ambas componentes realizados en Jul-89. Las dos componentes muestran un nivel de actividad bastante diferente. La intensidad de la emisión en la componente A es $I_{K_3}=1.1$ mientras que en la componente B es $I_{K_3}=2.0$. Ambas componentes presentan una pequeña emisión en la línea H ϵ .

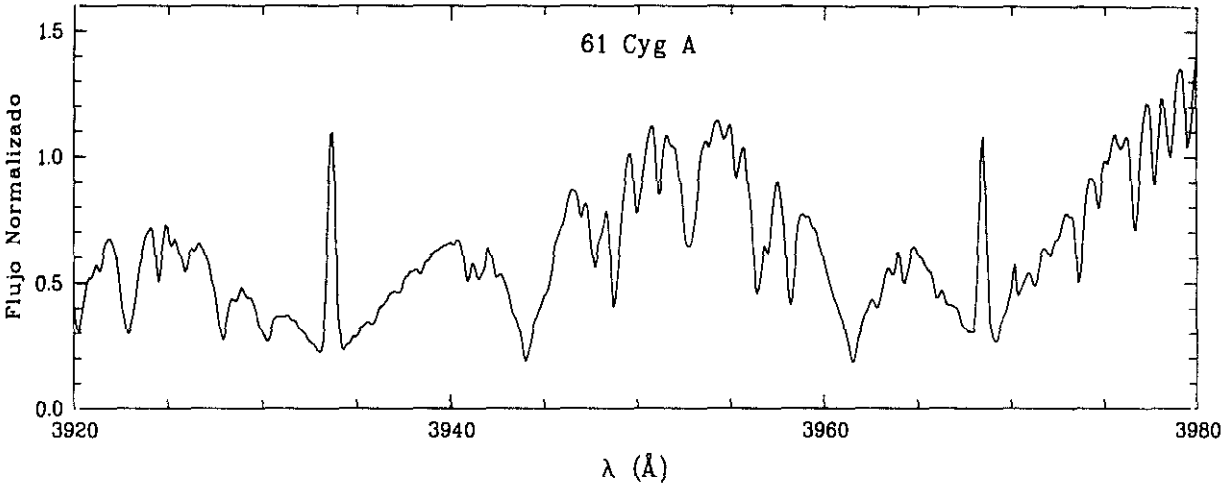


Figura 6.139: H y K de Ca II (61 Cyg A)

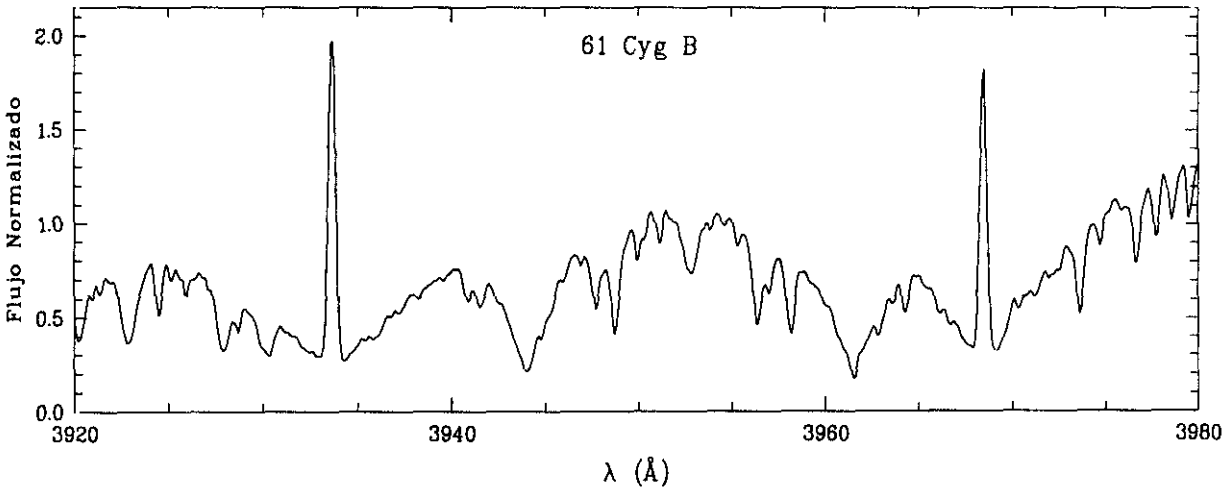


Figura 6.140: H y K de Ca II (61 Cyg B)

Capítulo 7

Comportamiento de los indicadores de actividad

A continuación se estudia el comportamiento del exceso de emisión en H y K de Ca II y en $H\alpha$, como indicadores de actividad cromosférica, en función de diferentes parámetros estelares y la relación con otros indicadores de actividad. Se hace un análisis de la dependencia de la actividad con la temperatura efectiva (diagramas flujo-color), de la relación actividad-rotación (diagramas flujo-período) y de las relaciones entre diferentes indicadores de actividad (diagramas flujo-flujo).

Cuando se dispone de varias observaciones para una misma estrella se ha utilizado un valor medio en las representaciones. Los valores de $EW(H\alpha)$ dados en las Tablas 3.2, 3.3 y 3.4 y de $EW(Ca II K)$ dados en las Tablas 4.1, 4.2 y 4.3 son los valores de la EW medidos pero en los análisis que se realizan a continuación se ha utilizado siempre la EW corregida de la contribución de cada componente al espectro observado tal y como se describió anteriormente.

7.1 Dependencia con la temperatura efectiva, T_{eff}

La temperatura efectiva es un importante parámetro determinante del nivel de actividad estelar, ya que nos indica cual es la profundidad de la zona convectiva de la estrella, la cual junto con la velocidad de rotación determinan la eficacia en la generación del campo magnético a través del mecanismo de acción dínamo.

Los diagramas flujo-color de la emisión en líneas cromosféricas, de la región de transición y la emisión en rayos X corales presentan un límite inferior dependiente del color que disminuye marcadamente hacia las estrellas más frías. Rutten et al. (1991) interpretan este flujo mínimo como un flujo basal producido por mecanismos de calentamiento no magnético.

7.1.1 Dependencia de la emisión en H y K de Ca II con la T_{eff}

En la Fig. 7.1 se ha representado el logaritmo de la EW en la línea K de Ca II, $\log EW(\text{Ca II K})$ (panel superior) y el logaritmo del flujo superficial en K de Ca II, $F_S(\text{Ca II K})$ (panel inferior), frente a la temperatura efectiva, T_{eff} , la cual se ha obtenido a partir de la relación entre tipo espectral y temperatura efectiva de Landolt-Börnstein (Schmidt-Kaler 1982). En ambas figuras se han incluido también las estrellas aisladas activas (se representan con diferentes símbolos como se indica en las figuras).

En el panel superior se observa una ligera tendencia de aumento de la EW al disminuir la temperatura efectiva, aunque la dispersión es muy grande. Se ve también que, en general, los sistemas binarios presentan valores más elevados de la EW que las estrellas aisladas.

En el panel inferior se representa el flujo superficial en K de Ca II en vez de la EW y puede verse que sólo hay una ligera tendencia a disminuir el flujo hacia temperaturas efectivas más pequeñas. Observándose niveles de actividad muy diferentes para un mismo intervalo de temperatura efectiva. Esta gran dispersión puede ser debida a la propia variabilidad de la emisión H y K de Ca II y a la dependencia de la emisión con la rotación. En esta figura los símbolos utilizados son inversamente proporcionales al período de rotación y nos permiten ver el efecto de la rotación ya que fijada la T_{eff} el flujo en H y K de Ca II es tanto más grande cuanto más pequeño es el período.

Cuando se representa el parámetro $C'(K)$ ($C(K)$ corregido de la diferente contribución de cada componente al espectro observado) frente a la temperatura efectiva (Fig. 7.2) se observa un aumento de $C'(K)$ cuando disminuye la T_{eff} para las estrellas del grupo 1 (círculos blancos), lo que indica que para las estrellas de la secuencia principal, cuanto menor es la T_{eff} , y por lo tanto más profunda la zona convectiva, mayor es la actividad cromosférica. Para las estrellas evolucionadas (grupo 2 y 3) no se observa esta tendencia. Dentro del grupo 3 para un mismo rango de temperatura efectiva hay estrellas muy poco activas como 4 UMi ($C'(K)=0.41$) y estrellas muy activas HD 113816 ($C'(K)=6.01$) o HD 12545 ($C'(K)=3.8$).

7.1.2 Dependencia de la emisión $H\alpha$ con la T_{eff}

En la Fig. 7.3 (panel superior) se ha representado la EW del exceso de emisión $H\alpha$ frente a la temperatura efectiva, T_{eff} . En esta figura puede verse que sólo hay una ligera tendencia de aumento de la $EW(H\alpha)$ hacia temperaturas efectivas más pequeñas. Sin embargo, es destacable que para una misma T_{eff} las estrellas que presentan $H\alpha$ en emisión por encima del continuo (estrellas en negro) y con la línea H ϵ en emisión (círculos en negro) son las que tienen los mayores excesos de emisión en $H\alpha$. Se observa también que las estrellas con $H\alpha$ en emisión por encima del continuo son todas más frías que 5000 K.

Cuando se representa el flujo superficial en $H\alpha$, $F_S(H\alpha)$, en vez de la $EW(H\alpha)$ (Fig. 7.3,

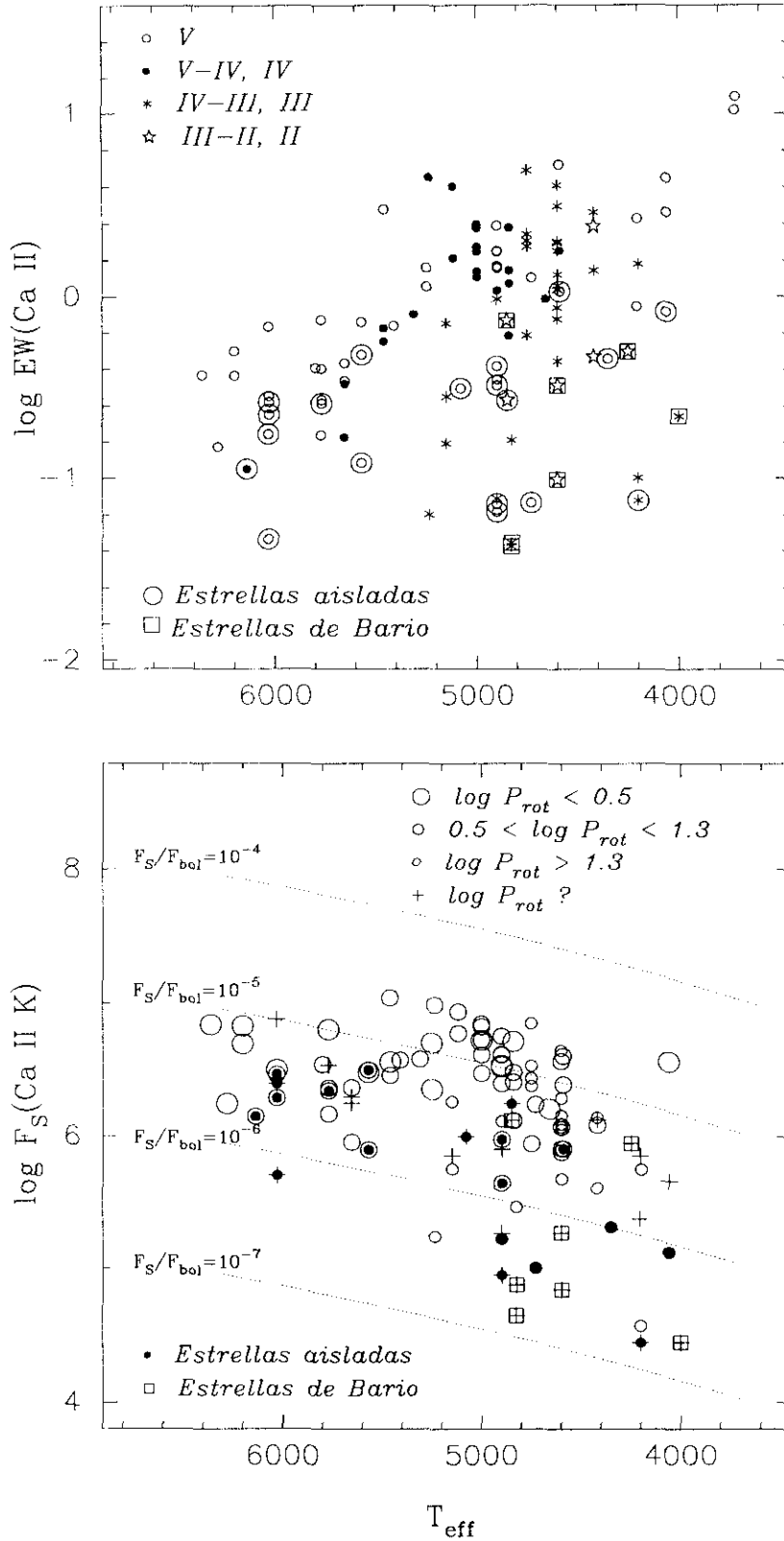


Figura 7.1: Logaritmo de $\text{EW}(\text{Ca II K})$ (panel superior) y de $F_S(\text{Ca II K})$ (panel inferior) frente a la temperatura efectiva, T_{eff} . En el panel superior los símbolos indican diferentes clases de luminosidad. En el panel inferior el tamaño de los símbolos es inversamente proporcional al período de rotación (P_{rot}). Las líneas punteadas representan valores constantes del cociente entre $F_S(\text{Ca II K})$ y el flujo bolométrico, $F_S(\text{Ca II K})/F_{\text{bol}}$.

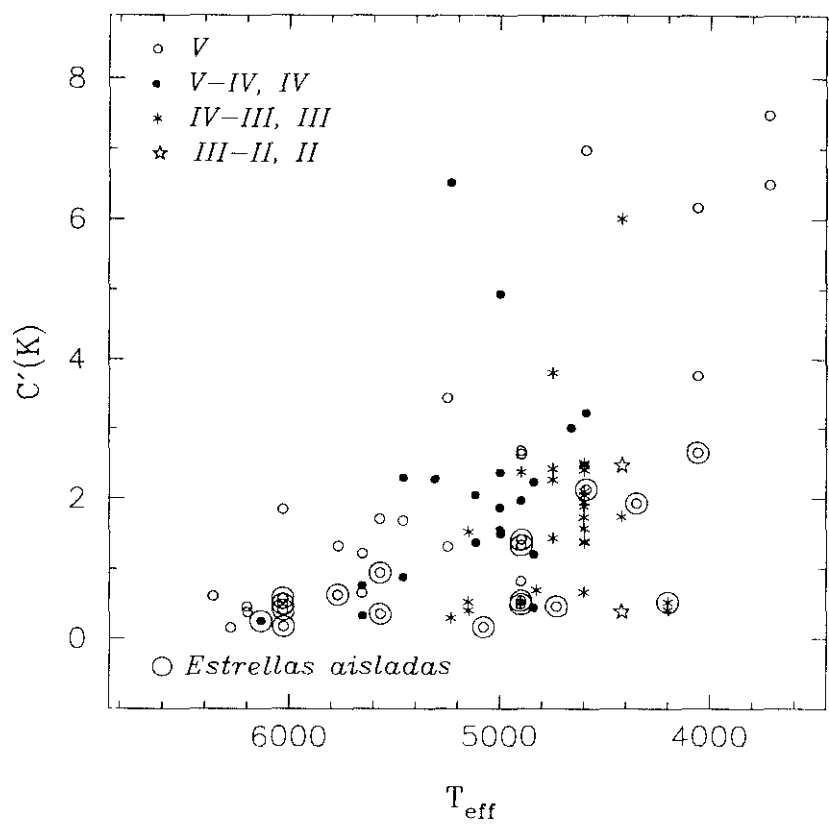


Figura 7.2: Relación entre el parámetro $C'(K)$ y la temperatura efectiva, T_{eff} . Los símbolos indican diferentes clases de luminosidad.

panel inferior) se observa una ligera disminución de $F_S(H\alpha)$ hacia temperaturas efectivas más pequeñas. Los valores de $F_S(H\alpha)$ obtenidos están comprendidos entre $10^6 - 10^8 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. En esta figura se han representado con líneas punteadas valores constantes del cociente entre $F_S(H\alpha)$ y el flujo bolométrico, $F_S(H\alpha)/F_{\text{bol}}$.

La gran dispersión que se observa en estas dos figuras puede deberse: a) al hecho de que la emisión $H\alpha$ puede cambiar con la fase orbital y/o en escalas de tiempo mayores (ciclos) y b) a la dependencia de la emisión $H\alpha$ con la rotación en el sentido de que los rotadores más rápidos muestran los mayores excesos de emisión $H\alpha$ para una T_{eff} dada. Esto puede verse en la Fig. 7.3 (panel inferior) en la que el tamaño de los símbolos utilizados es inversamente proporcional al período de rotación. Por tanto, se obtiene un resultado análogo al obtenido con la emisión en H y K de Ca II.

7.2 Dependencia con la rotación

Desde los primeros estudios de la emisión en H y K de Ca II en estrellas de los últimos tipos de Wilson (1963, 1966) se encontró que los rotadores más rápidos mostraban emisiones más intensas en H y K y por lo tanto eran estrellas más activas. El importante papel de la

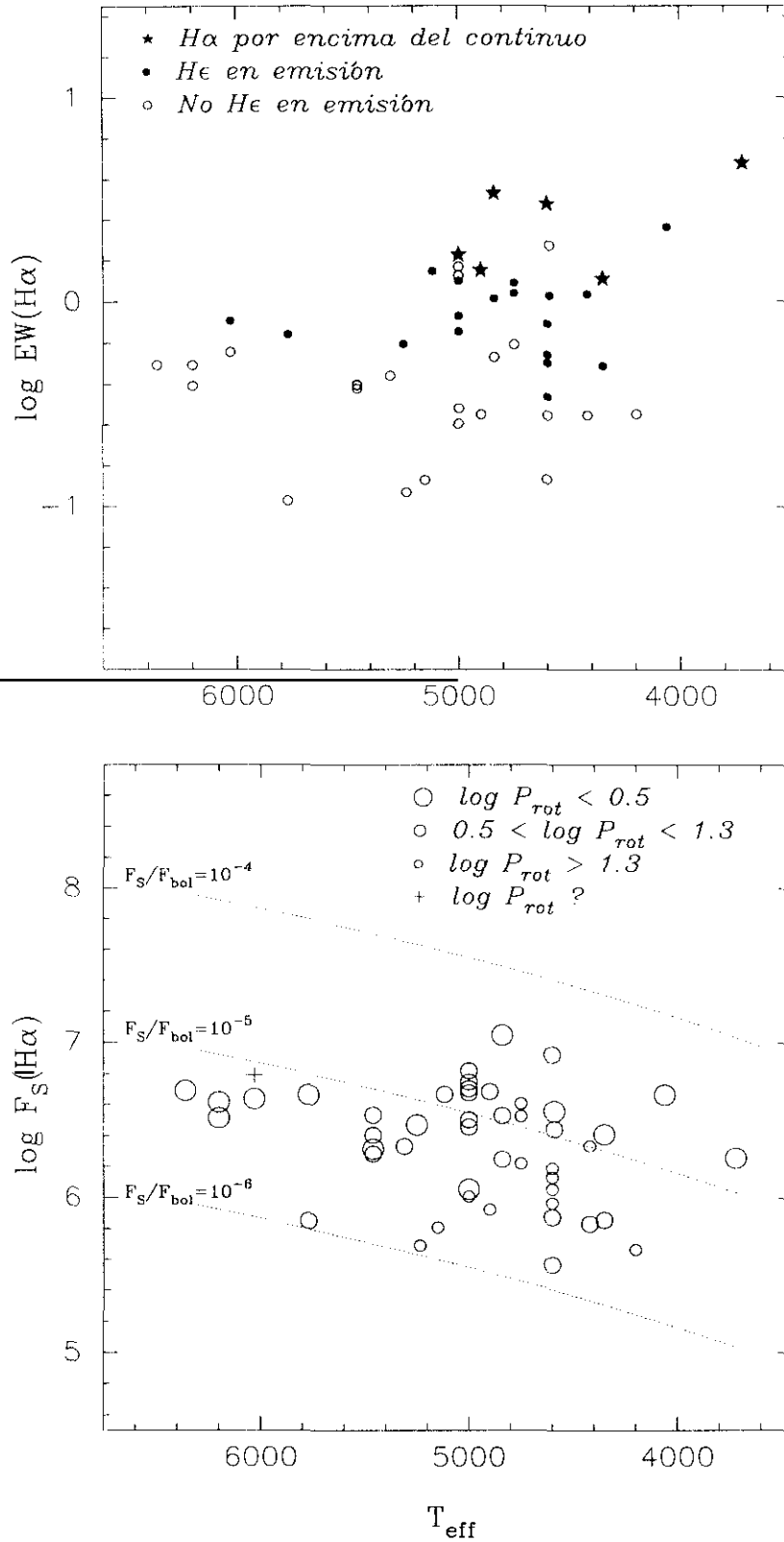


Figura 7.3: Logaritmo de $EW(H\alpha)$ (panel superior) y el $F_S(H\alpha)$ (panel inferior) frente a la temperatura efectiva, T_{eff} . En el panel superior se han utilizado diferentes símbolos para representar las estrellas con emisión $H\alpha$ por encima del continuo (estrellas en negro), con He en emisión (círculos negros) y sin He en emisión (círculos blancos). En el panel inferior el tamaño de los símbolos es inversamente proporcional al período de rotación (P_{rot}). Las líneas punteadas representan valores constantes del cociente entre $F_S(H\alpha)$ y el flujo bolométrico, $F_S(H\alpha)/F_{\text{bol}}$.

rotación en la actividad estelar ha sido puesto de manifiesto posteriormente por diversos autores (Skumanich 1972; Bopp y Fekel 1977; Pallavicini et al. 1981; Marilli y Catalano 1984; Noyes et al. 1984; Marilli et al. 1986; Montesinos y Jordan 1988; Stępień 1989).

El mecanismo de acción dínamo constituye la base teórica del importante papel de la rotación en la actividad estelar. La acción dínamo es el mecanismo actualmente más aceptado para explicar la generación de campos magnéticos en estrellas de los últimos tipos. Consiste básicamente en una interacción entre rotación, rotación diferencial y convección (Moss 1986). No es fácil separar el efecto de la rotación de la influencia de los parámetros estelares al estudiar la generación de campos magnéticos ya que la rotación y los parámetros de la zona convectiva dependen de la masa y la edad de las estrellas. En este sentido las observaciones de sistemas binarios activos (RS CVn y BY Dra) constituyen una importante contribución, ya que en estos sistemas, en los que se ha producido generalmente la sincronización entre los períodos de rotación y orbital, la rotación no depende de la masa ni de la edad de la estrella, lo que nos permite estudiar la relación actividad rotación de una forma independiente de la edad.

Se ha encontrado, sin embargo, que mientras las estrellas aisladas y componentes de sistemas binarios separados cumplen relaciones actividad rotación bien definidas, algunas estrellas, particularmente las componentes de sistemas binarios próximos, presentan niveles de actividad cromosférica y coronal superiores en más de dos órdenes de magnitud a lo esperado para una estrella aislada con un período de rotación comparable (Basri et al. 1985; Simon y Fekel 1987). Este fenómeno se conoce con el nombre de “overactivity” y es atribuido por algunos autores (Rutten 1987) a una diferencia en la estructura estelar interna, sin embargo, no parece haber diferencias en la estructura atmosférica ya que estas estrellas no se desvían de las relaciones flujo-flujo encontradas para las estrellas aisladas. Por otra parte Glebocki y Stawikowski (1988) encuentran que en sistemas binarios próximos la actividad está mejor relacionada con parámetros que contienen la separación entre las componentes del sistema que con los propios parámetros de rotación.

7.2.1 Dependencia de la emisión en H y K de Ca II con la rotación

En la Fig. 7.4 se ha representado el logaritmo de la EW en la línea K de Ca II, $\log F_S(\text{Ca II K})$ (panel superior) y el logaritmo del flujo superficial en K de Ca II, $\log F_S(\text{Ca II K})$ (panel inferior) frente al período de rotación, $\log P_{\text{rot}}$ (en días). El período de rotación (P_{rot}) adoptado ha sido el obtenido por observaciones fotométricas, no se han utilizado períodos de rotación obtenidos a partir de medidas de V_{seni} . En el caso de binarias de período corto ($P < 30$ días) para las que no se conoce el período fotométrico se ha supuesto sincronización y se han utilizado los períodos orbitales (P_{orb}). Hay que tener en cuenta que estos períodos fotométricos son intrínsecamente variables debido al comportamiento irregular de

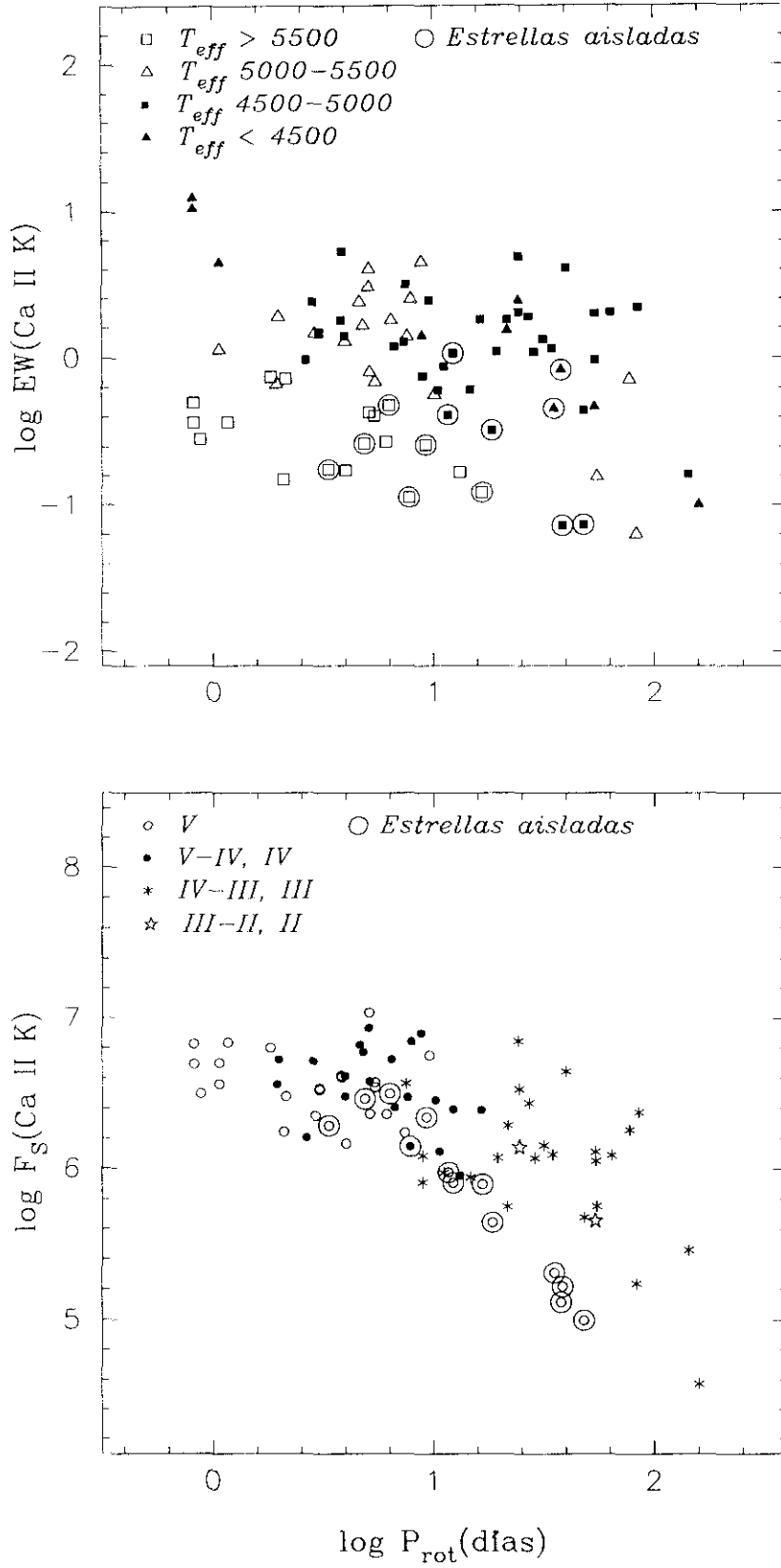


Figura 7.4: $\log \text{EW}(\text{Ca II K})$, (panel superior) y $\log F_S(\text{Ca II K})$, (panel inferior) frente a $\log P_{\text{rot}}$. En el panel superior se han utilizado diferentes símbolos para representar las estrellas incluidas en los cuatro intervalos de temperatura indicados. En el panel inferior los diferentes símbolos representan estrellas con diferentes clases de luminosidad.

las grandes manchas presentes en estos sistemas. En ambas figuras se han incluido también las estrellas aisladas activas en las que ha sido posible medir la EW de la emisión (círculos grandes).

En el panel superior de esta figura se ha dividido la muestra en cuatro intervalos de temperatura efectiva (véanse los diferentes símbolos utilizados en dicha figura). Aunque se observa una gran dispersión, se puede ver que para un mismo período de rotación las estrellas más frías son las que presentan mayores valores de EW en K de Ca II.

En el panel inferior, a pesar de la dispersión en el flujo para cada período de rotación, puede observarse que existe una disminución de la emisión hacia períodos más largos. Esta disminución es mucho más clara si sólo se consideran las estrellas aisladas activas (círculos grandes en la figura). Se observa también que los sistemas binarios activos presentan niveles de actividad mucho más elevados que las estrellas aisladas para un mismo período de rotación. En esta figura los diferentes símbolos representan estrellas con diferentes clases de luminosidad, para estudiar si las estrellas pertenecientes a los grupos 1, 2 y 3 presentaban un comportamiento diferente en la relación rotación-actividad. En este sentido no se ha encontrado el comportamiento observado por Strassmeier et al. (1990) según el cual las estrellas evolucionadas son en general más activas que las estrellas de la secuencia principal para un mismo período de rotación. Aunque hay que tener en cuenta que estos autores incluyen en su estudio tanto estrellas binarias como aisladas. En nuestra muestra de sistemas binarios lo que se observa es que las enanas son las que presentan los períodos de rotación más cortos mientras que las gigantes son las que presentan los períodos más largos, no existiendo enanas con períodos largos ni gigantes con períodos cortos, lo cual viene determinado por la binariedad de estos sistemas. Por lo tanto, no es posible estudiar si las estrellas evolucionadas son más activas que las enanas para un mismo período de rotación, ya que no se tienen estrellas de ambos tipos en todo el rango de períodos. Si incluimos también en el estudio las estrellas aisladas, vemos que si tenemos algunas enanas con períodos largos y que estas presentan niveles de actividad menores que las gigantes binarias para el mismo período, pero como ya se dijo antes las estrellas aisladas presentan en general flujos de emisión menores que los de las binarias.

La dispersión que se observa en este diagrama, que parece ser algo mayor en las estrellas evolucionadas, puede tener su origen en el gran rango de masas y en los rápidos cambios en la distribución del momento angular interno que tienen las estrellas cuando evolucionan saliendo de la secuencia principal. Todo esto nos indica que la rotación no es el único parámetro que determina el grado de actividad estelar.

Por otro lado, la relación actividad-rotación también puede estar en parte condicionada por la fuerte relación que existe en estos sistemas entre el radio y el período, ya que se trata de sistemas binarios sincronizados con un amplio rango de temperaturas efectivas.

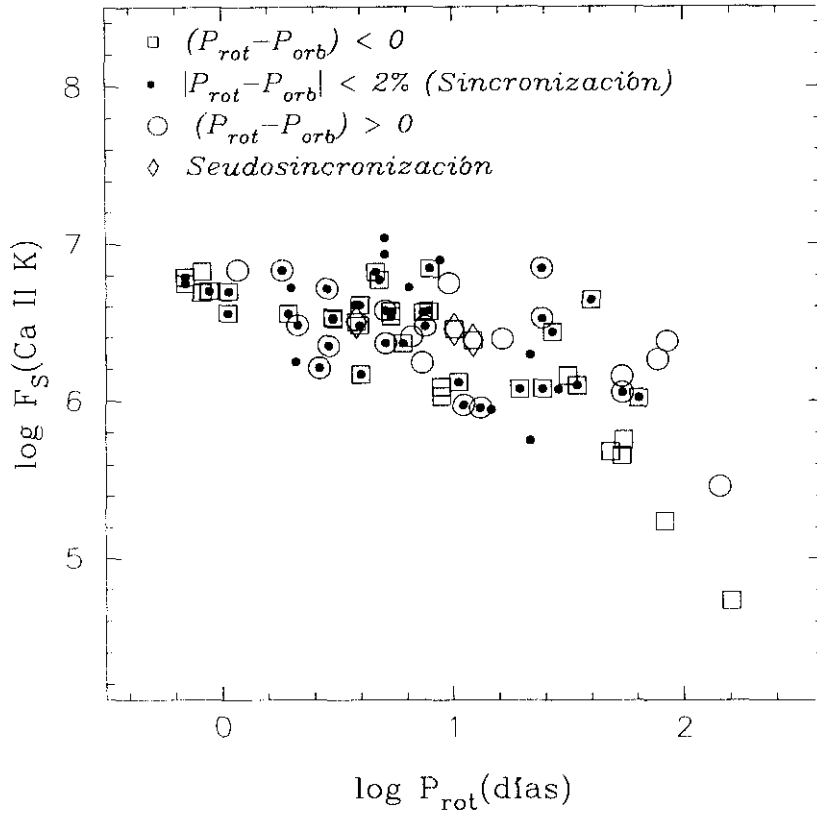


Figura 7.5: $\log F_S(\text{Ca II K})$ frente a $\log P_{\text{rot}}$. Se han utilizado diferentes símbolos para representar si el sistema está sincronizado, diferenciando los sistemas en los que el período de rotación es mayor que el orbital o viceversa.

La sincronización

Como ya se dijo anteriormente, un gran número de los sistemas binarios activos presentan un período de rotación muy parecido a su período orbital, es decir, están sincronizados. Sin embargo, hay algunos sistemas que se separan mucho de esta situación, como las siguientes binarias, en las que la componente activa es una gigante y tienen períodos orbitales muy grandes: (HR 6469, $P_{\text{orb}}=2018$ días, $P_{\text{rot}}=83.2$ días), (DR Dra, $P_{\text{orb}}=905.9$ días, $P_{\text{rot}}=31.5$ días), (4 UMi, $P_{\text{orb}}=605.8$ días, $P_{\text{rot}}=[160]$ días), (HR 7428, $P_{\text{orb}}=108.6$ días, $P_{\text{rot}}=54$ días) y (93 Leo, $P_{\text{orb}}=71.69$ días, $P_{\text{rot}}=55.0$ días). Algunos autores (Simon y Drake 1989; Fekel y Balachandran 1993) señalan que la rápida rotación de estos sistemas (que no puede ser atribuida a la sincronización) se debe a una transferencia de momento angular desde el núcleo de la estrella. En otros sistemas, sin embargo, la diferencia entre P_{rot} y P_{orb} se debe a que la curva de luz está dominada por el efecto de elipticidad, lo que hace que el período fotométrico determinado sea la mitad del P_{orb} .

Hay otros sistemas que también presentan un P_{rot} algo menor que el P_{orb} debido a que tienen una cierta excentricidad y se encuentran seudosincronizados (según la teoría de Hut,

1981), este es el caso de BY Dra, 54 Cam y AR Psc.

Por otra parte, se encuentran también sistemas con períodos de rotación mayores que los orbitales como ocurre en λ And ($P_{\text{orb}}=20.52$ días, $P_{\text{rot}}=53.95$ días) y AY Cet ($P_{\text{orb}}=56.82$ días, $P_{\text{rot}}=77.22$ días) y algunos otros sistemas aunque con diferencias menos importantes entre ambos períodos. De acuerdo con la teoría de Zahn (1977) los sistemas binarios con envolturas convectivas deben alcanzar la sincronización mucho antes que la circularización. Por lo tanto, estos dos sistemas (λ And, AY Cet) que están ahora circularizados ($e \approx 0.0$) han tenido que convertirse en asíncronos algún tiempo después de haber perdido su excentricidad, presumiblemente como resultado de su evolución posterior a la secuencia principal, ya que estos dos sistemas son gigantes y además AY Cet contiene una enana blanca.

En la Fig. 7.5 es como la Fig. 7.4 (panel inferior) pero en este caso los símbolos representan si el sistema está sincronizado (círculos negros), diferenciando los sistemas en los que el período de rotación es mayor que el orbital (cuadrados) o viceversa (círculos blancos). Se indican también los sistemas que presentan seud sincronización. En esta figura se observa que la mayor parte de los sistemas sincronizados tienen períodos de rotación menores de ≈ 30 días, mientras que para períodos mayores todos los sistemas son asíncronos, siendo más activos, para un mismo período de rotación, los que tienen el P_{rot} mayor que el P_{orb} .

7.2.2 Dependencia de la emisión $H\alpha$ con la rotación

En la Fig. 7.6 se ha representado la EW del exceso de emisión $H\alpha$, $\log EW(H\alpha)$, (panel superior) y el flujo superficial $H\alpha$, $\log F_S(H\alpha)$ (panel inferior) frente al período de rotación, $\log P_{\text{rot}}$ (en días).

A pesar de la gran dispersión en el exceso de emisión $H\alpha$ para cada período de rotación, puede observarse que existe una disminución de la emisión hacia períodos más largos. La dispersión es algo menor cuando se utiliza el flujo superficial en vez de la EW. Se ha encontrado la siguiente relación flujo-período:

$$F_S(H\alpha) \propto P_{\text{rot}}^{-0.61}. \quad (7.1)$$

Cuando se divide la muestra en cuatro intervalos de temperatura efectiva (como se indica en Fig. 7.6 (panel superior) con diferentes símbolos) puede verse que *las estrellas más frías parecen tener los mayores excesos de emisión $H\alpha$ para un mismo período de rotación.*

Frasca y Catalano (1994) también encontraron una disminución del flujo $H\alpha$ cuando aumenta el período de rotación. Strassmeier et al. (1990) observaron una disminución de la EW $H\alpha$ con el período de rotación con una diferenciación entre estrellas gigantes y enanas en el sentido de que las estrellas gigantes presentan los mayores valores de las EW para el mismo P_{rot} . En este estudio, sin embargo, no se encuentra esta separación en clases de luminosidad como puede verse en la Fig. 7.6 (panel inferior) en la que se han representado con diferentes símbolos estrellas con diferentes clases de luminosidad. Lo único que se observa

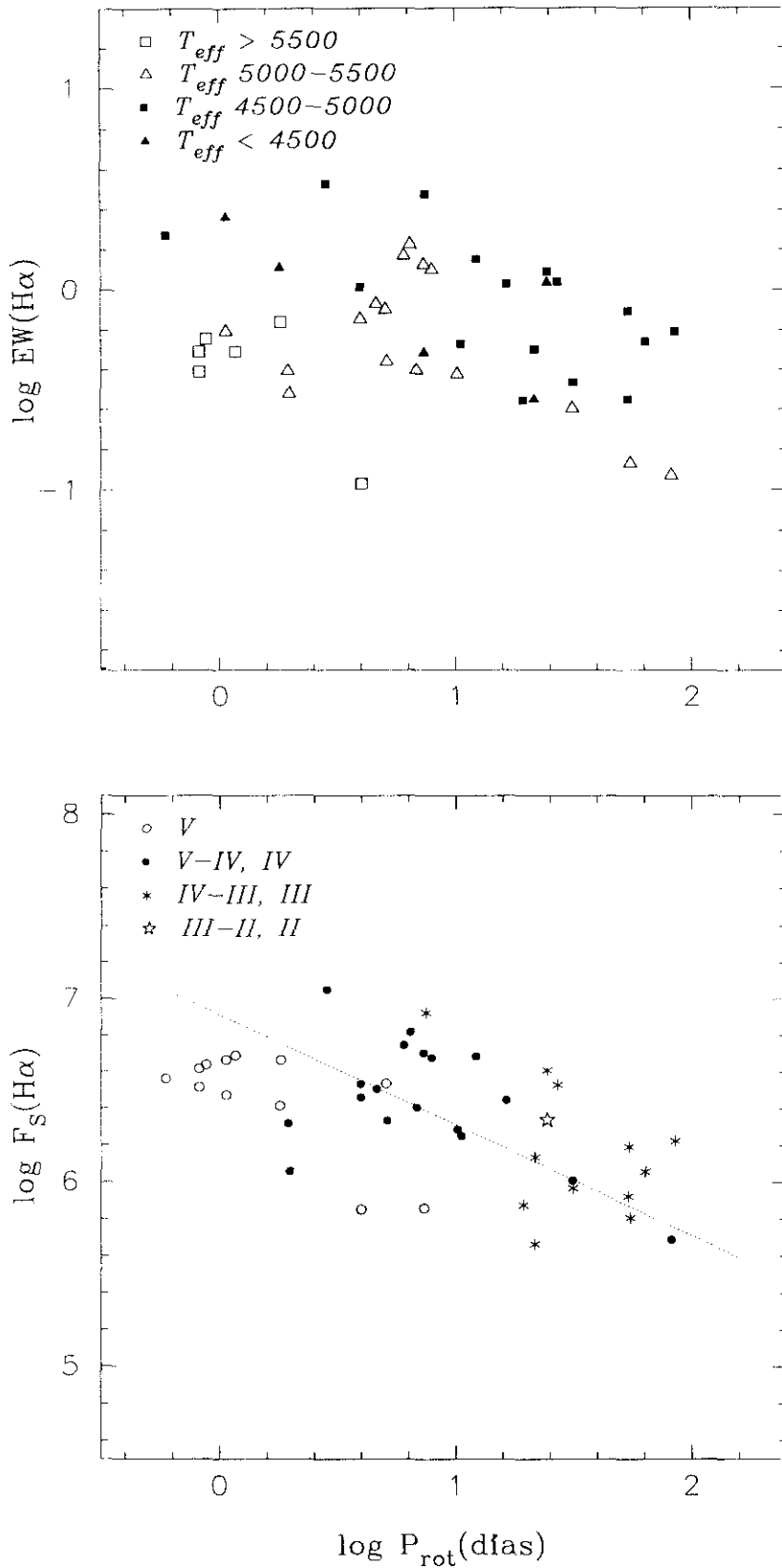


Figura 7.6: $\log \text{EW}(\text{H}\alpha)$, (panel superior) y $\log F_S(\text{H}\alpha)$, (panel inferior) frente a $\log P_{\text{rot}}$. En el panel superior se han utilizado diferentes símbolos para representar las estrellas incluidas en los cuatro intervalos de temperatura indicados. En el panel inferior los diferentes símbolos representan estrellas con diferentes clases de luminosidad. La línea punteada corresponde al mejor ajuste lineal.

es que en general, las enanas muestran períodos de rotación más cortos que las subgigantes y las gigantes. Este comportamiento se observó también en el caso de la dependencia de las emisiones H y K del Ca II con la rotación.

7.3 Dependencia con el número de Rossby, R_0

Noyes et al. (1984) encontraron que la relación entre la actividad cromosférica y la rotación presente en las estrellas de los últimos tipos presentaba una dispersión mucho menor cuando se utilizaba R_{HK} como medida de la actividad cromosférica y el número de Rossby, R_0 , como parámetro, que incluyendo información acerca de la rotación estelar contiene también información adicional acerca de la estructura de la zona convectiva. El número de Rossby, R_0 , se define como el cociente entre el período de rotación, P_{rot} , y el tiempo característico de la convección, τ , es decir el tiempo que invierte una célula convectiva en recorrer la longitud de mezcla desde la base de la zona convectiva, ($R_0 = P_{rot}/\tau$). Este parámetro está estrechamente relacionado con la eficacia de la acción dínamo de acuerdo con Durney y Latour (1978), esto hace que muchos autores hayan tomado R_0 como la mejor variable a la hora de parametrizar la relación actividad rotación. Sin embargo, otros autores (Basri 1986; Young et al. 1989; Strassmeier et al. 1990; Rutten 1987) no están de acuerdo con esta interpretación y no encuentran una mejora en la dispersión cuando sustituyen P_{rot} por R_0 . Recientemente, Stępień (1994) llega a la conclusión de que R_0 es un indicador adecuado de la rotación para estrellas enanas aisladas pero que no sucede lo mismo para las gigantes aisladas, lo cual puede ser debido a las importantes diferencias estructurales entre enanas y gigantes. Por otra parte, también se ha visto (Hall 1991, 1994; Henry et al. 1994) que las estrellas con una gran variabilidad debida a la presencia de manchas fotosféricas presentan todos números de Rossby menores de 0.65.

El número de Rossby para las estrellas de la muestra se ha determinado utilizando los valores de τ dados por Noyes et al. (1984) en función de B-V, para las estrellas de la secuencia principal. Posteriormente, Rucinski y Vandenberg (1990) encontraron que la abundancia metálica no afectaba a la dependencia de τ con B-V, aunque obtuvieron una dependencia media con B-V que es algo diferente a la encontrada en anteriores aproximaciones teóricas o experimentales. Para las estrellas evolucionadas (subgigantes y gigantes) esta relación no es válida y es necesario recurrir a modelos de la zona convectiva como los publicados por Rucinski y Vandenberg (1986) a partir de los cuales se puede obtener τ conocida la masa y la gravedad de la estrella. Sin embargo, para varias de las estrellas de nuestra muestra no se conoce con precisión la masa y el radio y para otras el valor de la gravedad superficial está fuera del rango cubierto por estos modelos, de forma que con este método sólo se ha podido determinar τ para un número muy pequeño de las estrellas evolucionadas incluidas en la muestra. Por ello, se ha recurrido a utilizar la gráfica de τ en función de la temperatura

efectiva publicada por Basri (1987), obtenida por este autor a partir de los valores de τ calculados por Gilliland (1985) tras aplicar una corrección en la escala de temperaturas efectivas.

7.3.1 Dependencia de la emisión en H y K de Ca II con R_0

En la Fig. 7.7 (panel superior) se ha representado el logaritmo de $F_S(\text{Ca II K})$ frente al logaritmo del número de Rossby, R_0 . En esta figura se observa una disminución de $F_S(\text{Ca II K})$ hacia números de Rossby más grandes con una dispersión algo menor que en el diagrama Flujo- P_{rot} (Fig. 7.4).

Para las estrellas aisladas la disminución de la actividad hacia números de Rossby más grandes es mucho más clara, siendo la dispersión menor que para los sistemas binarios. Se observa también una saturación para números de Rossby $R_0 \approx 0.3$ ($\log R_0 \approx -0.5$). Este valor de R_0 para la saturación es muy parecido al encontrado por otros autores, utilizando otros indicadores de actividad cromosférica en el UV y en el óptico (Vilhu 1984), a partir de observaciones de rayos X de la región de transición (Vilhu y Rucinski 1983), y a partir del ensanchamiento Zeeman no polarizado de perfiles de líneas fotosféricas (Saar 1991). Vilhu (1984) interpreta esta saturación como un llenado total de la superficie por regiones activas. Sin embargo, O'Dell et al. (1994) estudiando la amplitud de la variabilidad fotométrica, debida a la presencia de manchas, en estrellas jóvenes de tipo solar, encuentran que la saturación se produce para un valor de R_0 mucho más pequeño ($R_0 \approx 0.03$).

Cuando se representa $R(\text{Ca II H+K})$ (Fig. 7.7 (panel inferior)) en vez de $F_S(\text{Ca II K})$ se observa una disminución de la dispersión para las estrellas aisladas, mientras que para los sistemas binarios la dispersión sigue siendo prácticamente igual. En esta figura se muestra también las relaciones entre $R(\text{Ca II H+K})$ y R_0 encontradas por Noyes et al. (1984) (línea continua), Soderblom (1985) (línea discontinua) y Montesinos y Jordan (1993) (línea de puntos). Estas relaciones fueron obtenidas por estos autores para estrellas de la secuencia principal y tomando como flujos superficiales en Ca II los obtenidos a partir del índice fotométrico S. Como puede verse en esta figura sólo las estrellas aisladas parecen ajustarse bien a estas relaciones, mientras que los sistemas binarios presentan en su mayor parte valores del $R(\text{Ca II H+K})$ que se encuentran bastante por encima de las citadas relaciones, tanto para las estrellas de la secuencia principal como para las estrellas evolucionadas. Todo esto nos indica que los modelos de dínamo hasta ahora aceptados para estrellas aisladas, posiblemente sean algo diferentes para las estrellas binarias y muy activas.

7.3.2 Dependencia de la emisión $H\alpha$ con R_0

En la Fig. 7.8 se ha representado el logaritmo del $F_S(H\alpha)$ frente al logaritmo del número de Rossby, R_0 . En esta figura puede verse una disminución de $F_S(H\alpha)$ hacia números de

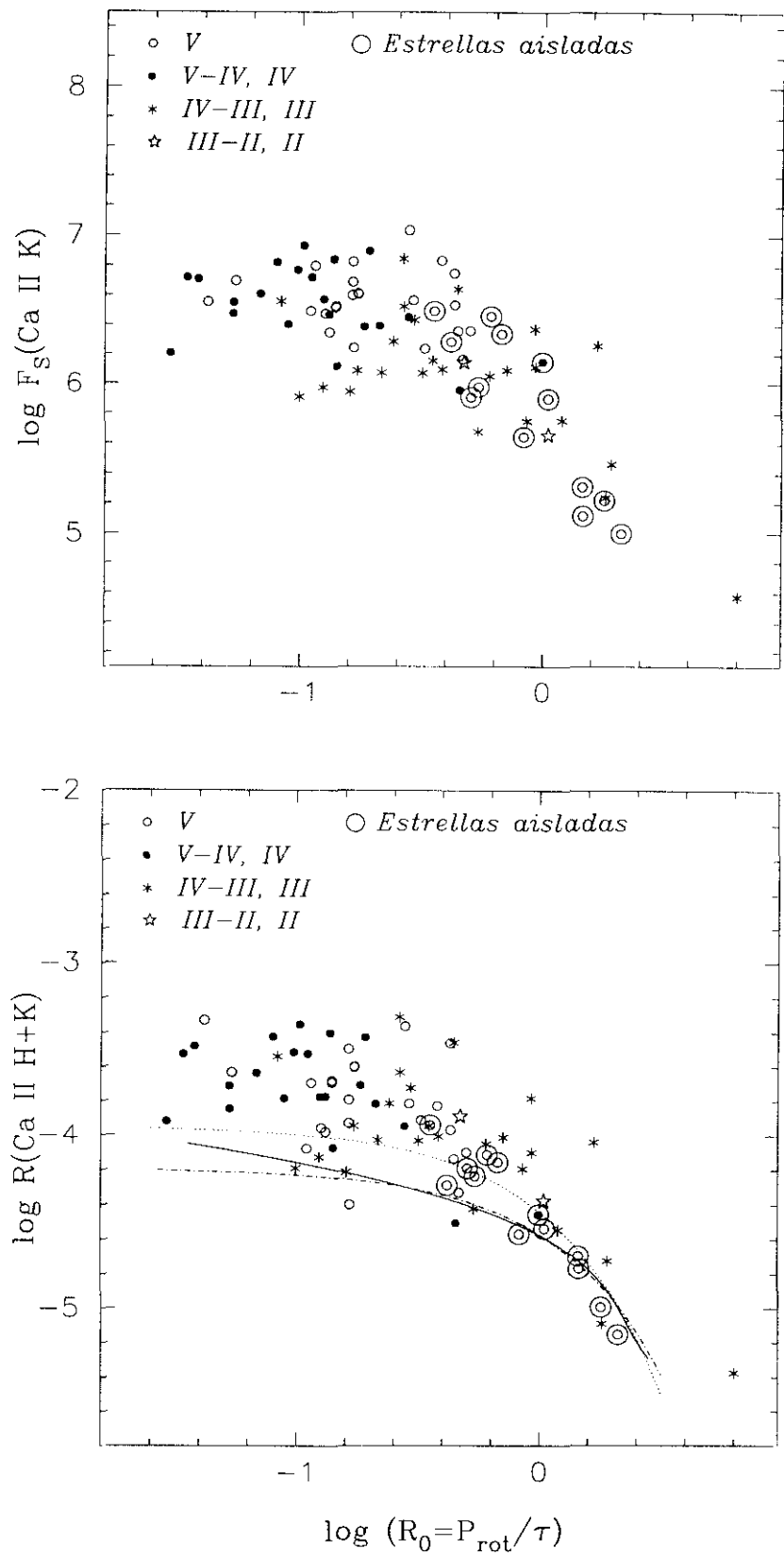


Figura 7.7: $\log F_S(\text{Ca II K})$ (panel superior) y $\log R(\text{Ca II H+K})$ (panel inferior), frente al logaritmo del número de Rossby, $R_0 = P_{\text{rot}}/\tau$. Los diferentes símbolos representan estrellas con diferentes clases de luminosidad. En el panel inferior se ha representado la relación entre $R(\text{Ca II H+K})$ y R_0 según diferentes autores.

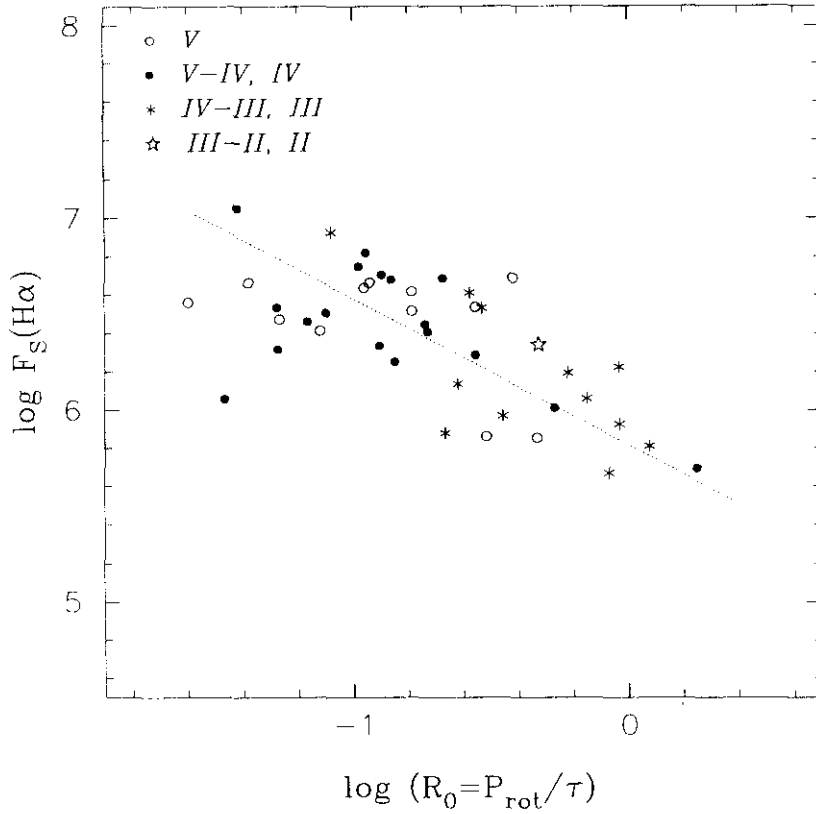


Figura 7.8: $\log F_S(H\alpha)$, frente al logaritmo del número de Rossby, $R_0 = P_{\text{rot}}/\tau$. Los diferentes símbolos representan estrellas con diferentes clases de luminosidad. La línea punteada corresponde al mejor ajuste lineal.

Rossby más grandes con una dispersión algo menor que cuando se representaba frente al P_{rot} . Se ha obtenido la siguiente relación:

$$F_S(H\alpha) \propto R_0^{-0.77}. \quad (7.2)$$

En este caso no se observa de forma clara la saturación que se producía en el caso de la emisión en Ca II.

Tanto para el caso de H y K de Ca II como para $H\alpha$ se observa (Fig. 7.7 y Fig. 7.8) que la principal diferencia con respecto de las correspondientes representaciones frente al período de rotación es que cuando se utiliza el número de Rossby la subgigantes y gigantes aparecen mezcladas con la enanas, de forma que disminuye la dispersión observada en la relación actividad-rotación.

Utilizando, además de nuestras observaciones en $H\alpha$, la información dada en CABS sobre el comportamiento de la línea $H\alpha$ se puede ver también que las estrellas que presentan $H\alpha$ en emisión por encima del continuo o que presentan una emisión $H\alpha$ variable presentan todas números de Rossby menores de ≈ 0.3 , límite que coincide con el valor de R_0 para el cual se observa la saturación en Ca II.

7.4 Relación entre las líneas H y K de Ca II y H α

La relación entre estos dos indicadores de actividad cromosférica ha sido estudiada por diversos autores: Zarro y Rodgers (1983) estudiaron la relación entre la intensidad residual en la línea H α , R_c , y la intensidad de la emisión de la línea K de Ca II en 15 estrellas enanas, encontrando una relación lineal entre ambos indicadores. Herbing (1985) encontró una buena correlación lineal entre los flujos de emisión en H y K de Ca II, R_{HK} y H α , $R_{H\alpha}$, en una muestra de enanas de tipo espectral F8 a G3. Pasquini y Pallavicini (1991) encontraron en una muestra de enanas G y K que el flujo superficial en H α aumentaba con la actividad más lentamente que el flujo superficial en la línea K de Ca II y cuando consideraban sólo estrellas F8-G5 encontraron relaciones flujo-flujo muy similares a las encontradas en las regiones activas del Sol (LaBonete 1986). Thatcher y Robinson (1993) también encontraron una relación lineal entre estos indicadores utilizando R_c y $F(1.7\text{\AA})$. Para estudiar la relación entre estos dos indicadores de actividad en nuestra muestra de sistemas binarios con actividad cromosférica se han utilizado las medidas de la línea K de Ca II obtenidas con el mismo método de substracción espectral que el empleado en el caso de la línea H α .

En la Fig. 7.9 (panel superior) se ha representado la EW del exceso de emisión en H α en función de la EW del exceso de emisión en la línea K de Ca II. Como puede verse en la figura existe una correlación entre los dos excesos de emisión. El ajuste lineal obtenido es el siguiente:

$$\log EW(H\alpha) = (-0.29 \pm 0.05) + (1.03 \pm 0.09) \log EW(Ca II K) \quad (r = 0.78). \quad (7.3)$$

La dispersión observada en esta figura se debe en parte a la no simultaneidad de la observaciones, que sería necesaria para eliminar el efecto producido por la variabilidad a corto y largo plazo presente en ambas líneas.

En esta figura también puede verse que las estrellas con H α en emisión por encima del continuo y las estrellas con la línea H ϵ en emisión presentan en general los valores más grandes de EW en H α y en K de Ca II.

Se ha estudiado, también, la relación entre los flujos superficiales en ambas líneas para lo cual se han transformado las EW del exceso de emisión en la línea K de Ca II en flujo superficial, $F_S(Ca II K)$ utilizando la relación de Pasquini et al. (1988) entre el flujo superficial en 3950 Å (en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$) y el índice de color V-R. En la Fig 7.9 (panel inferior) se ha representado el logaritmo del flujo superficial en H α , $F_S(H\alpha)$, frente al logaritmo del flujo superficial en la línea K de Ca II, $F_S(Ca II K)$. En esta figura puede verse que hay una correlación lineal entre los flujos superficiales en ambas líneas, cumpliendo la siguiente relación:

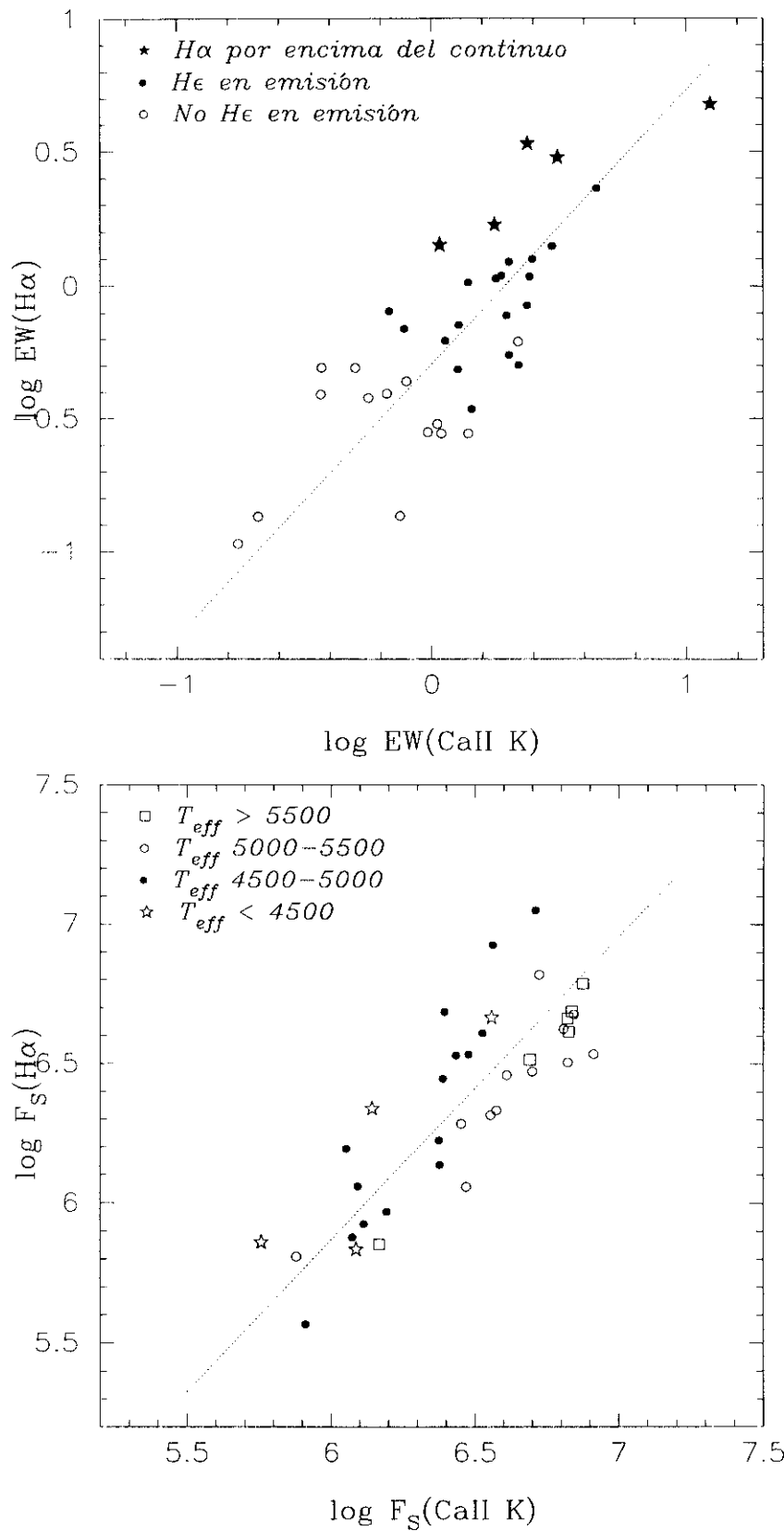


Figura 7.9: $\log \text{EW}(H\alpha)$ frente a $\log \text{EW}(\text{Ca II K})$, (panel superior) y $\log F_S(H\alpha)$ frente a $\log F_S(\text{Ca II K})$, (panel inferior). En el panel superior los símbolos son los mismos que en la Fig. 7.3. En el panel inferior se han utilizado diferentes símbolos para representar las estrellas incluidas en los cuatro intervalos temperatura indicados.

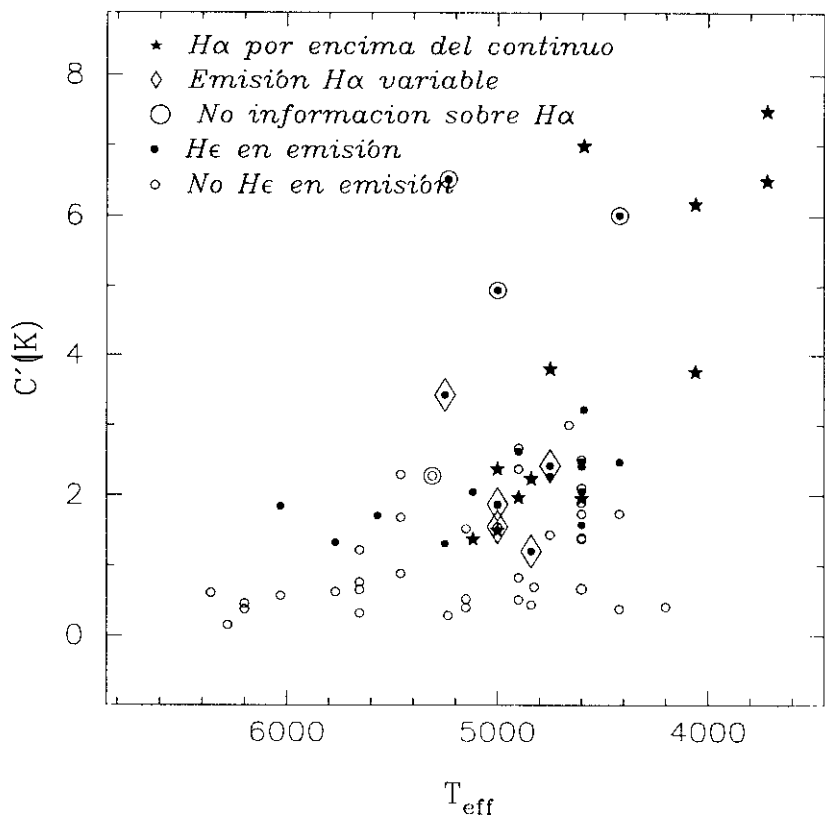


Figura 7.10: Relación entre el parámetro $C'(K)$ y la temperatura efectiva, T_{eff} . Los símbolos indican el diferente comportamiento de la línea $H\alpha$.

$$\log F_S(H\alpha) = (-0.92 \pm 0.65) + (1.13 \pm 0.10) \log F_S(\text{Ca II K}) \quad (r = 0.83). \tag{7.4}$$

Cuando se divide la muestra en cuatro intervalos de temperatura efectiva tal y como se ha indicado en la figura con diferentes símbolos, puede observarse que las estrellas más frías tienden a tener mayores flujos en $H\alpha$ para un flujo en K de Ca II dado, lo que indica que, en las estrellas más frías, las pérdidas cromosféricas en la línea $H\alpha$ son más importantes que las pérdidas cromosféricas en la línea K de Ca II . Este comportamiento ya se había observado en las estrellas dM y Pasquini y Pallavicini (1991) obtuvieron una tendencia similar en estrellas de tipo K.

También se ha estudiado el cociente entre los flujos superficiales en $H\alpha$ y en K de Ca II en función de la temperatura efectiva, encontrando que las estrellas que presentan un cociente, $F_S(H\alpha)/F_S(\text{Ca II K}) > 1$, son todas estrellas más frías que 5000 K y presentan la línea He I en emisión. Además las estrellas que presentan emisión $H\alpha$ por encima del continuo están también dentro de este grupo de estrellas con $F_S(H\alpha)/F_S(\text{Ca II K}) > 1$.

Otra forma de ver todos estos resultados sobre el comportamiento de la línea $H\alpha$ y las líneas H y K de Ca II es analizando la representación del parámetro $C'(K)$ frente a la

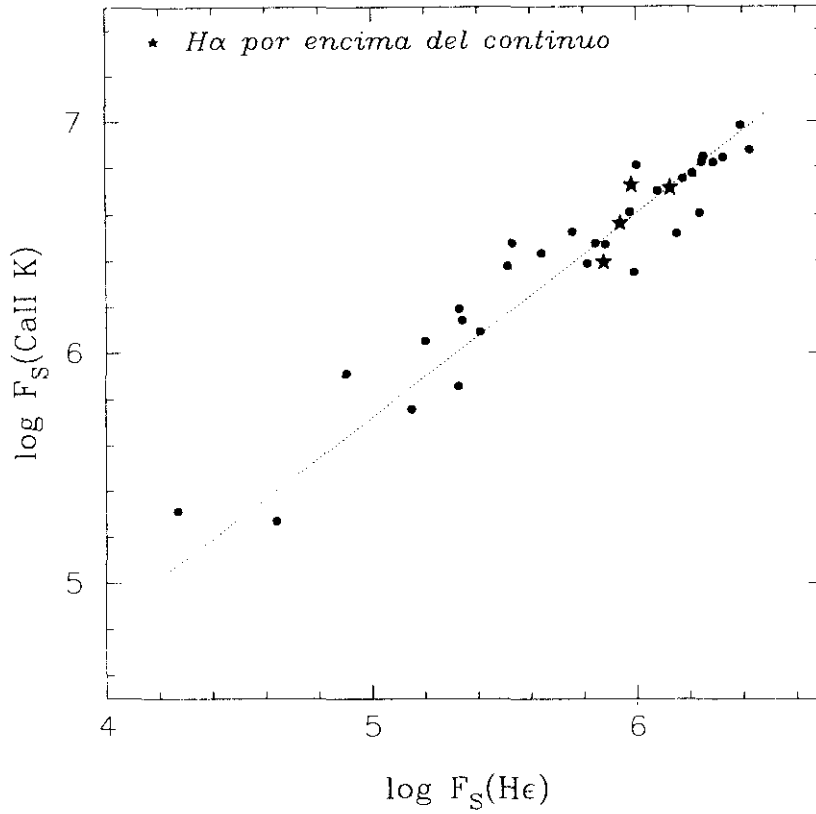


Figura 7.11: $\log F_S(\text{Ca II K})$ frente a $\log F_S(\text{H}\epsilon)$. La línea punteada corresponde al mejor ajuste lineal.

temperatura efectiva (Fig 7.10) en la cual se incluyen no sólo las estrellas para las cuales tenemos observaciones en H α sino todas las estrellas con observaciones en H y K de Ca II K y la información sobre la línea H α dada en CABS. En esta figura se han utilizado diferentes símbolos para poner de manifiesto el comportamiento de la línea H α (emisión por encima del continuo, emisión variable, no información sobre H α) y la presencia o no de emisión en H ϵ .

7.5 Relación entre las líneas H y K de Ca II y H ϵ

Se ha estudiado en las estrellas de nuestra muestra el comportamiento de la línea H ϵ en emisión como un indicador de actividad alternativo, así como su relación con el exceso de emisión en H α .

Para ello se ha determinado la EW del exceso de emisión en la línea H ϵ , $\text{EW}(\text{H}\epsilon)$, utilizando la misma técnica de substracción espectral que en el caso de la línea H α y las líneas H y K de Ca II. En algunos casos ha sido necesario realizar ajustes Gaussianos para poder separar la línea H ϵ de la línea H de Ca II. El flujo superficial en la línea H ϵ , $F_S(\text{H}\epsilon)$, se ha determinado, a partir de $\text{EW}(\text{H}\epsilon)$, utilizando la calibración de Pasquini et al. (1988) para

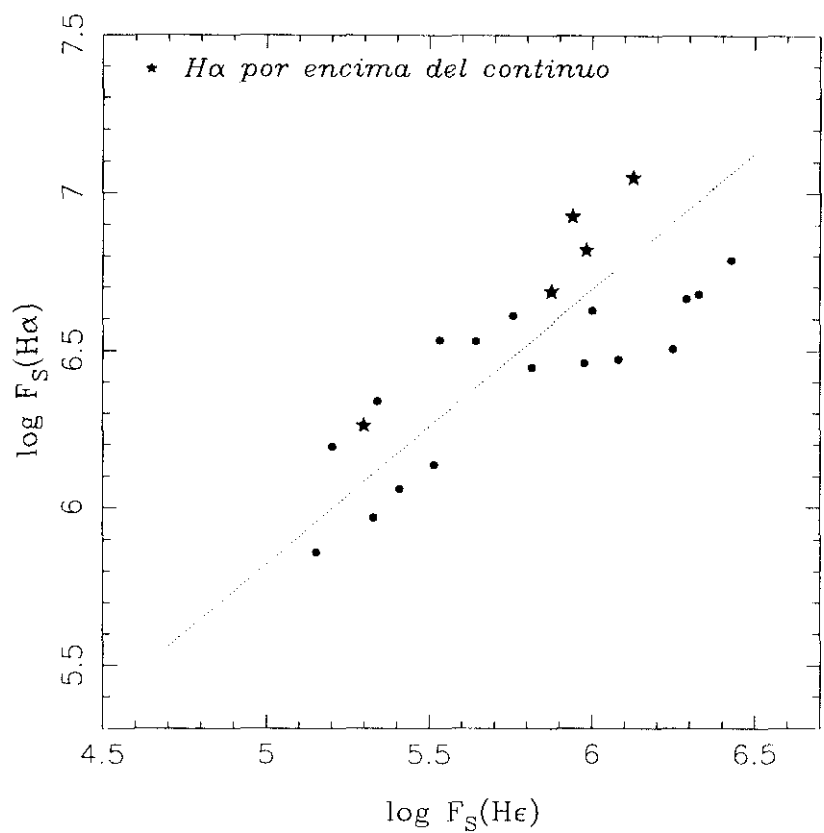


Figura 7.12: $\log F_S(H\alpha)$ frente a $\log F_S(H\epsilon)$. Las estrellas con emisión $H\alpha$ por encima del continuo se han representado con símbolo estrella. La línea punteada corresponde al mejor ajuste lineal.

las líneas H y K, ya que la línea $H\epsilon$ se encuentra en la misma región espectral. En la Fig. 7.11, puede verse que el flujo superficial de emisión en la línea $H\epsilon$ está bien relacionado con el flujo superficial en H y K de Ca II según la siguiente regresión lineal:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (1.46 \pm 0.56) + (0.86 \pm 0.09) \log F_S(H\epsilon) \quad (r = 0.95). \tag{7.5}$$

La dispersión observada en esta relación es bastante menor que la obtenida al comparar otros índices de actividad, debido a que en este caso las observaciones son simultáneas, ya que las medidas se realizan en el mismo espectro. En la figura 7.10 puede verse también que todas las estrellas con valores muy altos de $C'(K)$ presentan $H\epsilon$ en emisión y además y que todas las que presentan $H\epsilon$ en emisión tienen valores de $C'(K)$ mayores de 1.

7.6 Relación entre las líneas $H\alpha$ y $H\epsilon$

En la Fig. 7.12 puede verse que el flujo superficial de emisión en la línea $H\epsilon$ está bien relacionado con el flujo superficial en $H\alpha$ según la siguiente regresión lineal:

$$\log F_S(H\alpha) = (1.914 \pm 0.570) + (0.790 \pm 0.101) \log F_S(H\epsilon) \quad (r = 0.78). \quad (7.6)$$

La dispersión observada en esta relación se debe en parte, como en el caso de la línea $H\alpha$ y K de $Ca II$ a la no simultaneidad de las observaciones.

Es destacable que todas las estrellas de la muestra con emisión $H\alpha$ por encima del continuo presentan también la línea $H\epsilon$ en emisión, y como se mencionó anteriormente (Fig. 7.3) las estrellas que presentan $H\epsilon$ en emisión tienen mayores excesos de emisión $H\alpha$ para una misma T_{eff} y mayores excesos de emisión en la línea K de $Ca II$ (Fig. 7.9).

De todo esto podemos concluir que la línea $H\epsilon$ en emisión presenta una clara relación con los excesos de emisión en K de $Ca II$ y en $H\alpha$ y que por lo tanto constituye un indicador alternativo de actividad cromosférica.

7.7 Relación con otros indicadores de actividad

Las relaciones flujo-flujo entre diversos indicadores de actividad formados a diferentes temperaturas en la atmósfera de las estrellas activas (cromosfera, región de transición y corona) han sido ampliamente estudiadas en la literatura (Ayres et al. 1981; Orange et al. 1982; Marilli y Catalano 1984; Basri 1987; Montesinos y Jordan 1988; Rutten et al. 1991, Schrijver et al. 1992). Estos autores señalan que aunque en estas relaciones se incluyen estrellas con tipos espectrales y clases de luminosidad bastante diferentes, las correlaciones encontradas son bastante buenas y las pendientes aumentan al aumentar la temperatura de formación de los correspondientes indicadores de actividad. Sin embargo, una comparación detallada de los flujos en diferentes regímenes atmosféricos sugiere que estas relaciones presentan una dependencia con la estructura estelar. Mewe et al. (1981), Schrijver (1983), Schrijver et al. (1989) y Rutten et al. (1991) demuestran que las relaciones flujo-flujo mejoran considerablemente cuando se substraen del flujo observado un flujo mínimo dependiente del color que denominan flujo basal y que contiene la contribución al calentamiento de la atmósfera externa, independiente de la actividad magnética.

7.7.1 Relación entre H y K de $Ca II$ y $C IV$

Vamos a estudiar aquí la relación entre el exceso de emisión en H y K de $Ca II$ y un indicador de actividad de la región de transición, el doblete de $C IV$ (λ 1548, 1550 Å), observado en el ultravioleta. Los flujos en $C IV$ utilizados han sido medidos en los espectros IUE (International Ultraviolet Explorer) de baja resolución (en los cuales ambas líneas aparecen juntas) disponibles en ULDA (uniform low dispersion archive) y en otros casos han sido obtenidos de Basri et al. (1985) y Fox et al. (1994). Los flujos superficiales, $F_S(C IV)$, se han determinado utilizando los datos estelares dados en CABS.

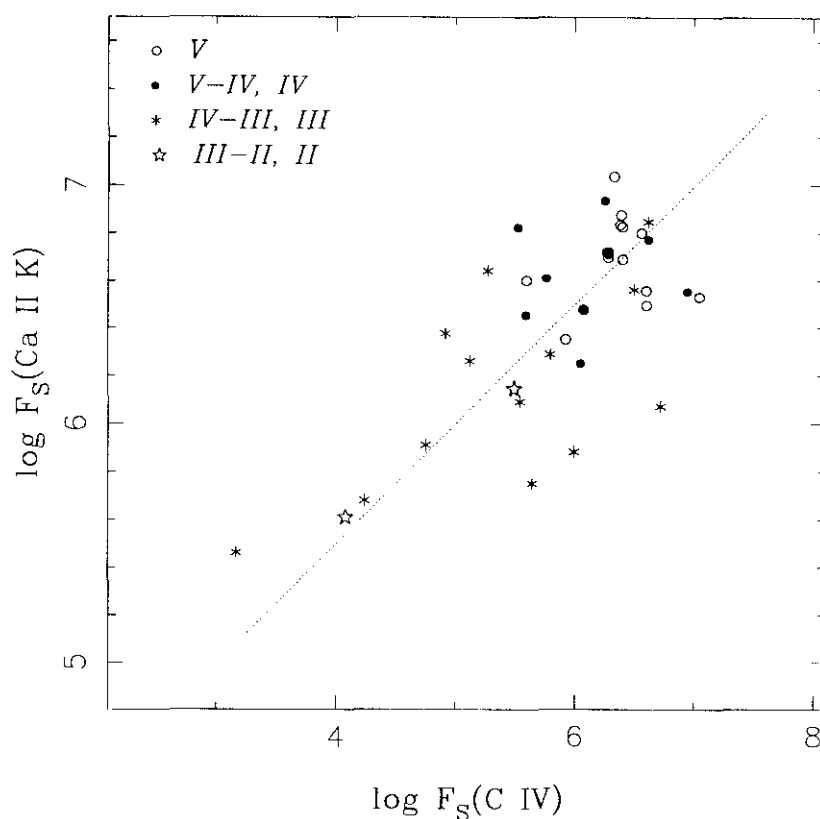


Figura 7.13: $\log F_S(\text{Ca II K})$ frente a $\log F_S(\text{C IV})$. Los diferentes símbolos representan diferentes clases de luminosidad. La línea punteada corresponde al mejor ajuste lineal.

La Fig. 7.13 ($\log F_S(\text{Ca II K})$ frente a $\log F_S(\text{C IV})$) nos indica, que aunque existe una dispersión importante, ambos indicadores de actividad están relacionados cumpliéndose la siguiente regresión lineal:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (3.50 \pm 0.34) + (0.50 \pm 0.06) \log F_S(\text{C IV}) \quad (r = 0.71). \quad (7.7)$$

Se han utilizado diferentes símbolos para indicar la clase de luminosidad de cada una de las estrellas, observándose que las enanas y subgigantes son las que tienen flujos más elevados. La dispersión observada en esta figura se debe en parte a la no simultaneidad de las observaciones en ambas líneas.

7.7.2 Relación entre $H\alpha$ y C IV

En la Fig. 7.14, en la que se ha representado $\log F_S(H\alpha)$ frente a $\log F_S(\text{C IV})$, puede verse que, como ocurría con la emisión en K de Ca II, el exceso de emisión en $H\alpha$ está relacionado con la emisión en C IV, encontrándose la siguiente regresión lineal:

$$\log F_S(H\alpha) = (2.629 \pm 0.429) + (0.629 \pm 0.070) \log F_S(\text{C IV}) \quad (r = 0.76). \quad (7.8)$$

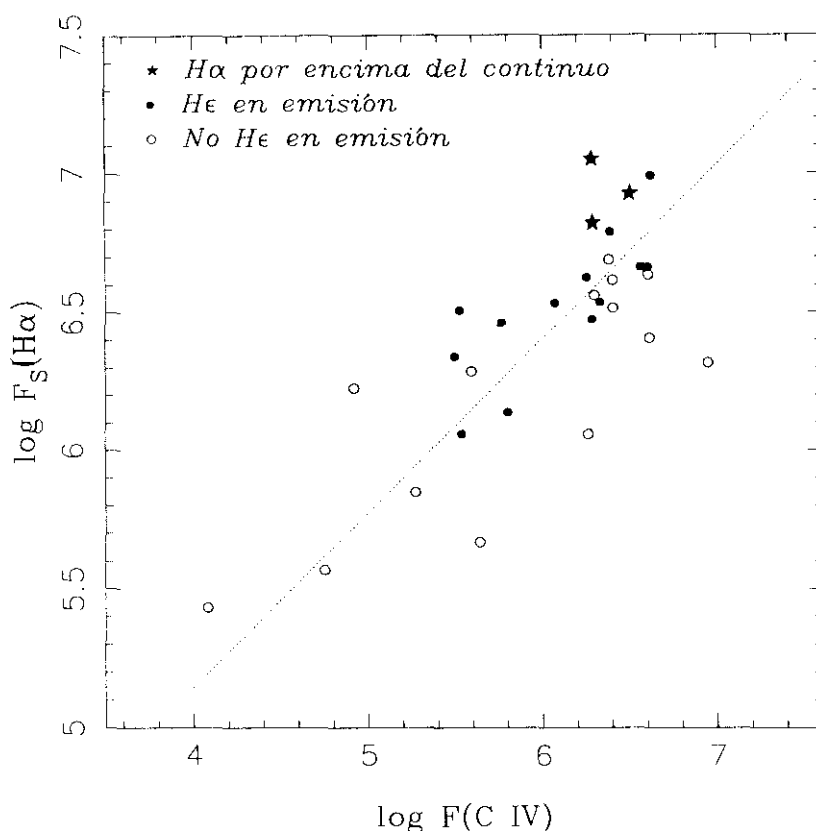


Figura 7.14: $\log F_S(\text{H}\alpha)$ frente a $\log F_S(\text{C IV})$. La línea punteada corresponde al mejor ajuste lineal.

Los diferentes símbolos utilizados en esta figura nos permiten ver como para un mismo valor del flujo $F_S(\text{C IV})$ las estrellas que tienen emisión H α por encima del continuo y las que tienen He en emisión son las que tienen mayor $F_S(\text{H}\alpha)$.

7.7.3 Relación entre H y K de Ca II y rayos X

La ley de potencia entre los flujos en rayos X y en H y K de Ca II ha sido discutida por diversos autores. En los primeros estudios (Ayres et al. 1981) se encontro que el exponente de la ley de potencia era ≈ 3 . Posteriormente, Schrijver (1987) encontro un valor de ≈ 1.5 mientras que Rutten et al. (1991) determinaron valores de 2.2 y 2.6 dependiendo de si se realizaba o no la sustracción del flujo basal. Recientemente, Schrijver et al. (1992) encontraron de nuevo un valor de 1.5, mientras que Stępień (1994) obtiene un valor de 3.4. Para estudiar ahora cómo es la relación entre estos dos indicadores de actividad en las estrellas de nuestra muestra se han tomado la luminosidades en rayos X, obtenidas con ROSAT (Röntgensatellite), dadas por Dempsey et al. (1993, 1994) aunque, en algunos casos los valores se han modificado teniendo en cuenta las nuevas distancias tabuladas en CABS. Los flujos superficiales, $F_S(X)$ se han determinado utilizando los radios dados en

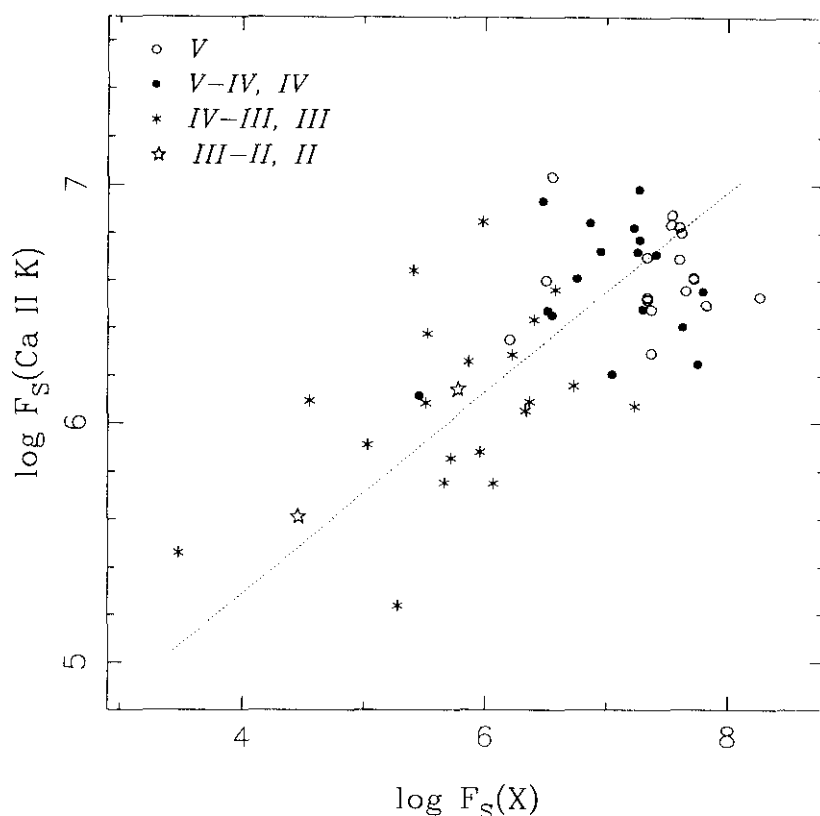


Figura 7.15: $\log F_S(\text{Ca II K})$ frente a $\log F_S(X)$. Los diferentes símbolos representan diferentes clases de luminosidad. La línea punteada corresponde al mejor ajuste lineal.

CABS.

En la Fig. 7.15 se ha representado $\log F_S(\text{Ca II K})$ frente a $\log F_S(X)$. En esta figura puede verse que, a pesar de la dispersión, ambos índices de actividad están relacionados. La siguiente correlación lineal ha sido obtenida:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (3.61 \pm 0.31) + (0.42 \pm 0.05) \log F_S(X) \quad (r = 0.77). \quad (7.9)$$

Con lo cual el exponente de la ley de potencia entre $F_S(X)$ y $F_S(\text{Ca II K})$ es de 2.38. En esta figura se puede ver también que las enanas y subgigantes son las que tienen flujos en rayos X más elevados.

7.7.4 Relación entre $H\alpha$ y rayos X

La emisión $H\alpha$ está también relacionada con la emisión en rayos X coronales. Young et al. (1989) y Doyle (1989) encontraron una correlación entre la luminosidad en $H\alpha$ y la luminosidad en rayos X coronales en una muestra de estrellas activas dM.

En la Fig. 7.16 se ha representado, $\log F_S(H\alpha)$ frente a $\log F_S(X)$. En esta figura puede verse que, a pesar de la dispersión, ambos índices de actividad están relacionados, obteniéndose

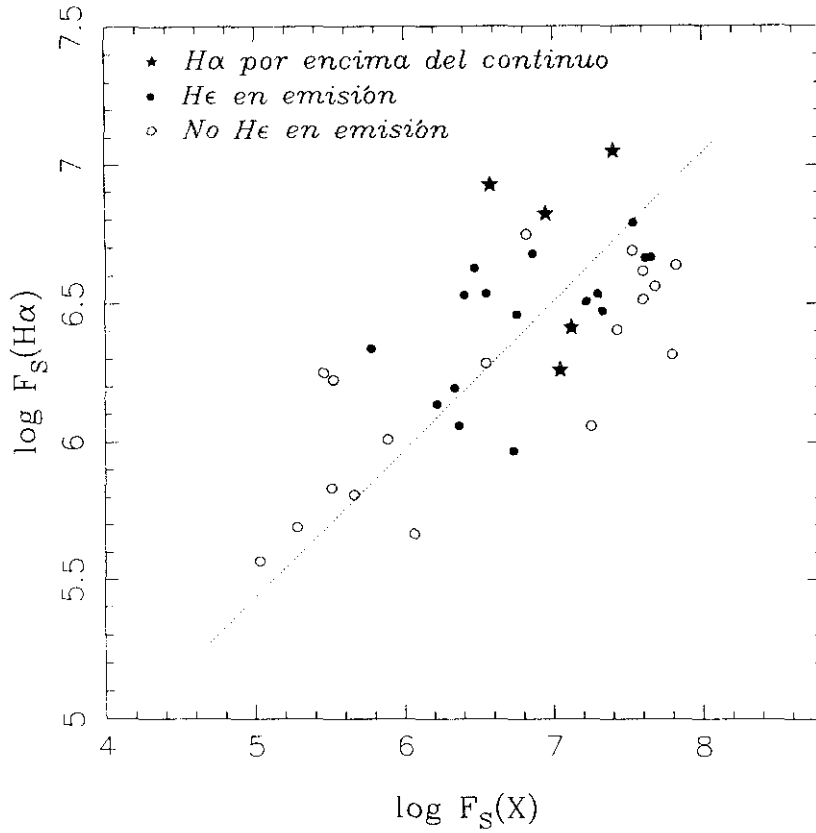


Figura 7.16: $\log F_S(\text{H}\alpha)$ frente a $\log F_S(X)$. La línea punteada corresponde al mejor ajuste lineal.

la siguiente correlación lineal.

$$\log F_S(\text{H}\alpha) = (3.185 \pm 0.302) + (0.473 \pm 0.045) \log F_S(X) \quad (r = 0.69). \quad (7.10)$$

En esta figura se observa también como para un mismo valor del flujo $F_S(X)$ las estrellas que tienen emisión $\text{H}\alpha$ por encima del continuo y las que tienen He en emisión son las que tienen mayor $F_S(\text{H}\alpha)$, como ocurría también en la relación entre $F_S(\text{C IV})$ y $F_S(\text{H}\alpha)$.

7.8 Resumen

- Al estudiar el comportamiento de los excesos de emisión en $\text{H}\alpha$ y en H y K de Ca II con la temperatura efectiva se encuentra que las EW son mayores para las estrellas más frías, observándose que, en general, los sistemas binarios presentan valores más elevados de la EW que las estrellas aisladas. Cuando se representa el flujo superficial, F_S , en vez de la EW se observa una ligera disminución de F_S hacia temperaturas efectivas más pequeñas aunque con una gran dispersión que en parte se debe a la dependencia de la emisión con la rotación.

- Se ha encontrado una ligera disminución de la emisión en $H\alpha$ y en H y K de Ca II hacia períodos de rotación más largos y hacia números de Rossby, R_0 , mayores. Al estudiar las EW se encuentra que para un mismo período de rotación las estrellas más calientes son las menos activas. En cuanto a las clases de luminosidad no ha sido posible estudiar si las estrellas evolucionadas son más activas que las enanas para un mismo período de rotación, ya que no se tienen sistemas binarios de ambos tipos en todo el rango de períodos.
- Las correlaciones entre los diferentes indicadores de actividad estudiados y el exceso de emisión en K de Ca II y en $H\alpha$ pueden escribirse como leyes de potencia entre flujos superficiales de la siguiente forma:

$$F_S(\text{Ca II K}) \propto F_S(H\alpha)^{0.89}. \quad (7.11)$$

$$\begin{aligned} F_S(H\epsilon) &\propto F_S(H\alpha)^{1.26}, \\ F_S(H\epsilon) &\propto F_S(\text{Ca II K})^{1.17}. \end{aligned} \quad (7.12)$$

$$\begin{aligned} F_S(\text{C IV}) &\propto F_S(H\alpha)^{1.59}, \\ F_S(\text{C IV}) &\propto F_S(\text{Ca II K})^{2.00}. \end{aligned} \quad (7.13)$$

$$\begin{aligned} F_S(X) &\propto F_S(H\alpha)^{2.11}, \\ F_S(X) &\propto F_S(\text{Ca II K})^{2.38}. \end{aligned} \quad (7.14)$$

Como puede verse los exponentes de estas leyes de potencia aumentan al aumentar la temperatura de formación de los indicadores desde la cromosfera hasta la corona, tanto para la línea K de Ca II como para la línea $H\alpha$. Este comportamiento está de acuerdo con los resultados obtenidos por Rutten et al. (1991) y otros autores utilizando un número mayor de líneas cromosféricas y de región de transición (Mg II h y k, Si II, C II, Si IV, C IV) y rayos X coroneales, refiriendo todas las correlaciones al flujo en H+K de Ca II.

- El análisis de las relaciones entre los diferentes indicadores de actividad estudiadas en este capítulo nos permite obtener algunas conclusiones sobre las características de las

estrellas en las que se observa emisión $H\alpha$ por encima del continuo, para lo cual se ha utilizado también la información que se da en CABS sobre el comportamiento de la línea $H\alpha$. De los 206 sistemas binarios incluidos en CABS, en 51 se indica la presencia de emisión $H\alpha$ por encima del continuo, aunque hay otros 64 sistemas para los que no se da ningún tipo de información .

De esta forma podemos decir que los sistemas con la línea $H\alpha$ en emisión por encima del continuo:

1. Son todas estrellas con temperatura efectiva menor que 5000 K (tipo espectral $\approx G5$). De los 51 sistemas sólo 5 son de tipo G y el resto son de tipos K y M.
2. La mayor parte son estrellas evolucionadas (clases de luminosidad IV y III), aunque 22 estrellas están en la secuencia principal, de las cuales 12 son de tipos dKe y dMe y en 5 el tipo espectral y la clase de luminosidad no están bien determinados.
3. La mayoría tienen períodos cortos ($P_{\text{rot}} < 14$ días) salvo algunos sistemas (HD 12545, TW Lep, HR 7428, BH Ind y HK Lac) y además están sincronizados o pseudosincronizados (AR Psc, BY Dra) salvo HR 4492 y HR 7428.
4. Todas las estrellas que presentan $H\alpha$ en emisión por encima del continuo o que presentan una emisión $H\alpha$ variable tienen números de Rossby menores de ≈ 0.3 , lo cual coincide con el valor para el que se observa la saturación en la emisión en Ca II.
5. Todas presentan la línea H ϵ en emisión.
6. Para una misma temperatura efectiva estas estrellas son las que presentan mayores flujos de emisión no sólo en $H\alpha$ sino también en H y K de Ca II, C IV y rayos X.

Capítulo 8

Conclusiones

En este trabajo se ha realizado un estudio espectroscópico en una muestra de 83 sistemas binarios cromosféricamente activos, a través de la técnica de substracción espectral en las líneas $H\alpha$ y H y K de Ca II, que ha permitido profundizar en el conocimiento del comportamiento de la actividad en estos sistemas y establecer comparaciones con estrellas aisladas. Para llevar a cabo este estudio se han analizado un total de 61 espectros de estrellas activas y 29 de no activas en la región de la línea $H\alpha$, y 182 espectros de estrellas activas y 35 de no activas, en la región de las líneas H y K de Ca II. Los resultados más importantes obtenidos pueden resumirse de la siguiente forma:

- En lo referente al estudio de la línea $H\alpha$ como indicador de actividad cromosférica:
 - Utilizando la técnica de substracción espectral se ha determinado la anchura equivalente y el flujo superficial del exceso de emisión $H\alpha$ en 51 sistemas binarios cromosféricamente activos, en diferentes estados evolutivos y con diferentes niveles de actividad, determinando cuando fue posible la emisión $H\alpha$ proveniente de cada componente.
 - Se ha encontrado una clara emisión $H\alpha$ por encima del continuo sólo en 6 sistemas (AR Psc, UX Ari, V711 Tau, V833 Tau, YY Gem, DM UMa), en DH Leo y RW UMa también se observa emisión pero superpuesta a la absorción de la otra componente. En el resto de los sistemas ha sido necesario aplicar la técnica de substracción espectral para poner de manifiesto el llenado de la absorción. En particular 5 de los sistemas estudiados (ξ UMa B, 33 Psc, 13 Cet, GX Lib, y ϵ UMi) presentan un llenado de la absorción $H\alpha$ extremadamente pequeño.
 - Se ha comparado el exceso de emisión $H\alpha$ con otros índices de actividad $H\alpha$ medidos directamente en el espectro observado, resultando que para los sistemas binarios activos el exceso de emisión $H\alpha$ obtenido con la técnica de substracción espectral es el mejor indicador de actividad.

- Los resultados obtenidos del estudio de las líneas H y K de Ca II como indicadores de actividad cromosférica son los siguientes:
 - Se ha determinado el flujo de las emisiones H y K de Ca II en un total de 73 sistemas binarios cromosféricamente activos con diferentes clases de luminosidad y en 19 estrellas aisladas o componentes de sistemas binarios visuales. Se ha utilizado el método de reconstrucción del perfil de absorción para todos los espectros y el método de substracción espectral en todos los casos en los que se disponía de estrellas de referencia adecuadas. *Esta técnica no había sido utilizada hasta ahora para las líneas H y K de Ca II* debido a la complejidad de la binariedad y la cantidad de estrellas de referencia que es necesario observar con la misma configuración instrumental.
 - El análisis detallado de los espectros en H y K de Ca II, tomados en diferentes fases orbitales, nos ha permitido averiguar de qué componente del sistema binario procede la emisión observada y en los casos en los que las dos componentes son activas, cual es la componente con un mayor nivel de actividad. De esta forma se han encontrado varios sistemas, sobre todo sistemas de tipo BY Dra, en los que la componente más activa, o incluso la única componente que presenta emisión, es la componente caliente. Sin embargo, en el resto de los sistemas, que contienen estrellas evolucionadas la componente activa suele ser la fría.
 - Para muchos de estos sistemas (37 %) no se habían publicado hasta ahora datos cuantitativos sobre los flujos de emisión en H y K de Ca II y para otros no se sabía que en realidad la emisión H y K proviene de ambas componentes. En algunos de los sistemas estudiados se ha encontrado un comportamiento diferente al indicado en la literatura que puede ser debido a los diferentes índices utilizados o a una posible variabilidad de la emisión.
 - Ha sido posible determinar la emisión en H ϵ en un gran número de sistemas. En la mayor parte de ellos la emisión era visible en el espectro observado, pero en otros la emisión sólo se ponía de manifiesto en el espectro substraído. En general se ha observado que los sistemas que presentan H ϵ en emisión son sistemas muy activos en H y K de Ca II ($C'(K)$ mayor de 1) y en H α . La relación encontrada con la emisión en H α y en H y K de Ca II indica que *la emisión en H ϵ puede ser también utilizada como un indicador alternativo de actividad cromosférica*.
 - Se han encontrado sistemas que presentan variaciones de la emisión en H y K de Ca II con la fase orbital (V815 Her, V775 Her, V478 Lyr, RS CVn, SZ Psc, ζ And, σ Gem, GX Lib) y sistemas con variaciones de la emisión de una época a otra (V711 Tau, Z Her, RT Lac, AR Lac, SZ Psc, ζ And, σ Gem, DK Dra), probablemente relacionadas con la existencia de ciclos de actividad. Sin embargo,

otros sistemas parecen tener un nivel de actividad bastante estable, no presentando variaciones temporales apreciables de la emisión ni variaciones con la fase orbital.

- Las discrepancias encontradas en algunos casos en el ajuste del espectro sintético al observado nos indican que los radios y los tipos espectrales dados en la literatura no siempre son correctos.
 - Las diferencias encontradas entre la posición observada de las líneas y la calculada utilizando la fase orbital obtenida con la efemérides pueden ser debidas a cambios en el período orbital de estos sistemas.
- Los resultados obtenidos en relación al estudio del efecto Wilson-Bappu pueden resumirse en los siguientes:
 - La dispersión presente en el diagrama anchura luminosidad para los 28 sistemas binarios cromosféricamente activos no es mayor que la encontrada para las 26 estrellas aisladas.
 - Para los sistemas muy activos las anchuras, $W_0(K)$ (anchura a mitad de altura de la emisión) y $W_1(K)$ (anchura en la base de la emisión), son mayores que las esperadas por las relaciones anchura luminosidad hasta ahora aceptadas.
 - Después de analizar la influencia del nivel de actividad y el ensanchamiento rotacional en la relación anchura-luminosidad se ha encontrado que las estrellas con un valor de la intensidad de la emisión más elevado y con mayores valores de la velocidad de rotación (V_{senz}) presentan valores de la anchura $W_0(K)$ más altos que los esperados por la relación de Wilson-Bappu, siendo más importante el efecto del ensanchamiento rotacional. Por el contrario en la anchura $W_1(K)$ es más importante el efecto de la intensidad. Por lo tanto, ambos efectos deben de tenerse en cuenta a la hora de obtener magnitudes absolutas utilizando relaciones anchura luminosidad en estrellas muy activas y con rotaciones muy rápidas. Es decir, que *la relación de Wilson-Bappu no puede utilizarse como un indicador de distancias en estas estrellas.*
 - El aumento de la anchura y la intensidad, en la base de la emisión, con la intensidad de la emisión, I_{K_3} , presenta un aplanamiento para las estrellas más activas (valores de I_{K_3} más elevados), siendo éste diferente para cada valor de $W_0(K)$. Este resultado confirma para estrellas muy activas el comportamiento observado por otros autores en el Sol y en estrellas de tipo solar.
 - El comportamiento de las líneas H y K es muy similar, pero se ha encontrado que la anchura W_0 de la línea K tiende a ser ligeramente mayor que la de la línea H, siendo la diferencia mayor para la anchura W_1 .

- Los resultados obtenidos del estudio del comportamiento de los diferentes indicadores de actividad cromosférica son los siguientes:

- Se ha estudiado el comportamiento de los indicadores de actividad cromosférica con la temperatura efectiva y por lo tanto con la profundidad de la zona convectiva, encontrando que las anchuras equivalentes de los excesos de emisión en $H\alpha$ y en H y K de Ca II son mayores para las estrellas más frías, observándose que en general los sistemas binarios presentan valores más elevados de la anchura equivalente que las estrellas aisladas. Cuando se representa el flujo superficial, F_S , en vez de la anchura equivalente se observa una ligera disminución de F_S hacia temperaturas efectivas más pequeñas (zona convectiva más profunda), aunque con una gran dispersión, que en parte se debe a la dependencia de la emisión con la rotación.
- Se ha encontrado una ligera disminución de la emisión en $H\alpha$ y en H y K de Ca II hacia períodos de rotación más largos y hacia números de Rossby, R_0 , mayores, que pone de manifiesto la importancia de la rotación en el nivel de actividad, ya que la rotación junto con la profundidad de la zona convectiva, antes analizada, constituyen los principales parámetros determinantes en la generación de campos magnéticos a través del mecanismo dínamo. Estos diagramas actividad rotación ponen también de manifiesto una saturación en la emisión en Ca II para números de Rossby menores de ≈ 0.3 .

Al comparar con las estrellas aisladas se observa que en los sistemas binarios la disminución de la actividad con la rotación es menos clara, hay una dispersión mucho mayor y los flujos de emisión quedan siempre por encima de los de las estrellas aisladas. Todo esto nos indica que los modelos de dínamo hasta ahora aceptados para estrellas aisladas, posiblemente sean algo diferentes para las estrellas binarias y muy activas.

Al estudiar las anchuras equivalentes se encuentra que para un mismo período de rotación las estrellas más calientes son las menos activas. En cuanto a las clases de luminosidad lo que se observa es que las enanas son las que presentan los períodos de rotación más cortos mientras que las gigantes son las que presentan los períodos más largos, no existiendo enanas con períodos largos ni gigantes con períodos cortos, lo cual viene determinado por la binariedad de estos sistemas.

- Se han comparado los flujos $H\alpha$ con los medidos en las líneas K de Ca II y $H\epsilon$ encontrando que existe una buena correlación entre estos tres indicadores de actividad cromosférica. *Las pérdidas radiativas en la línea $H\alpha$ parecen ser más importantes que las pérdidas radiativas en la línea K de Ca II para las estrellas más frías.*

- En cuanto a las estrellas que presentan $H\alpha$ en emisión por encima del continuo se ha encontrado que tienen temperaturas efectivas menores que 5000 K, salvo algunas estrellas BY Dra muy activas (dKe, dMe), la mayor parte están evolucionadas (IV, III), tienen períodos cortos ($P_{\text{rot}} < 14$ días) y números de Rossby menores de ≈ 0.3 . Además, tienen la línea $H\epsilon$ en emisión y presentan elevados flujos de emisión en H y K de Ca II, C IV y rayos X.
- Se ha estudiado, también, la relación entre las emisiones $H\alpha$ y K de Ca II y otros indicadores de actividad (C IV en la región de transición y rayos X en la corona) encontrando que los exponentes de las leyes de potencia, entre los flujos superficiales de los diferentes indicadores de actividad y el exceso de emisión $H\alpha$, aumentan al aumentar la temperatura de formación de los diferentes diagnósticos de actividad, desde la cromosfera hasta la corona.

Finalmente, podemos decir que el estudio espectroscópico de una amplia muestra de sistema binarios cromosféricamente activos, a través de la técnica de substracción espectral en las líneas $H\alpha$ y H y K de Ca II, ha permitido profundizar en el conocimiento del comportamiento de la actividad en estos sistemas. De esta forma, se ha determinado en cada sistema, el nivel de actividad en cada una de las componentes y su variabilidad, cuando se disponía de suficiente número de observaciones.

Se ha encontrado que los sistemas binarios presentan, en general, niveles de actividad cromosférica bastante más elevados que las estrellas aisladas y dentro de éstos las estrellas más frías parecen ser las más activas, lo que confirma la influencia de la rotación y la capa convectiva en el nivel de actividad. Las estrellas más frías tienen una capa convectiva más profunda y por lo tanto una mayor generación de campos magnéticos. En cuanto a la rotación, los diagramas actividad-rotación indican una disminución de la actividad hacia períodos de rotación más largos, con una saturación para períodos de rotación muy cortos, no pudiendo estudiar el efecto de la evolución porque la binariedad condiciona (debido a la sincronización y al tamaño de las componentes) los períodos de rotación.

El estudio de la relación de Wilson-Bappu ha puesto de manifiesto la importante influencia del nivel de actividad y del ensanchamiento rotacional en las relaciones anchura-luminosidad así como el efecto de la propia anchura en las relaciones entre otros parámetros de la línea K de Ca II.

La comparación entre diferentes indicadores de actividad tanto cromosféricos, obtenidos en este trabajo como de región de transición y corona, obtenidos de la literatura, nos ha permitido encontrar correlaciones semejantes a las ya conocidas para estrellas aisladas y menos activas.

Este estudio proporciona por lo tanto una gran número de datos sobre la emisión en $H\alpha$ y en H y K de Ca II en una amplia muestra de sistemas binarios, sin embargo, se podría am-

pliar con la realización de más observaciones, en diferentes fases orbitales, que permitirían profundizar en la variabilidad de estos indicadores de actividad a corto plazo (modulación rotacional, evolución de las regiones activas) y a largo plazo (ciclos de actividad). Desde un punto de vista teórico, sería necesario profundizar en el origen de la líneas, el transporte radiativo, el campo magnético y en el estudio de la rotación, que como se ha visto juega un papel muy importante en la determinación del nivel de actividad y afecta especialmente a los sistemas binarios ya que en estos la rotación se ve afectada por el proceso de sincronización.

Por otra parte, sería muy interesante realizar observaciones simultáneas en $H\alpha$ y H y K $Ca II$ que permitirían estudiar en mayor profundidad la relación entre estos indicadores de actividad cromosférica eliminando, de esta forma, algunos procesos dependientes del tiempo como los ciclos de actividad, la modulación rotacional y la evolución de las regiones activas, que contribuyen a la dispersión observada en los diagramas flujo-flujo. Asimismo, las observaciones simultáneas en $H\alpha$ y $H\beta$ en sistemas binarios eclipsantes, realizadas en fases orbitales próximas al eclipse, permitirán obtener información sobre las condiciones físicas de las regiones emisoras y sobre la presencia en estos sistemas de regiones similares a las protuberancias solares.

Referencias Bibliográficas

- [1] Andersen J., Popper D.M. 1975, A&A 39, 13
- [2] Arévalo M.J., Lázaro C., Fuensalida J.J. 1988, AJ 96, 1061
- [3] Armentia J.E., Fernández-Figueroa M.J., Cornide M., De Castro E., Fabregat J. 1990, *Active Close Binaries*, C. Ibanoglu (ed.), Kluwer Academic Pub., Dordrech, p. 551
- [4] Athay R.G., Skumanich A. 1968, ApJ 152, 141
- [5] Ayres T.R. 1979, ApJ 228, 509
- [6] Ayres T.R., Linsky J.L., Shine R.A. 1975, ApJ 195, L121
- [7] Ayres T.R., Linsky J.L., Rodgers A.W., Kurucz R.L. 1976, ApJ 210, 199
- [8] Ayres T.R., Marstad N.C., Linsky J.L. 1981, ApJ 247, 545
- [9] Baliunas S.L., Avrett E.H., Hartmann L., Dupree A.K. 1979, ApJ 233 L129
- [10] Baliunas S.L., Dupree A.K. 1982, ApJ 252, 668
- [11] Baliunas S.L., Donahue R.A., Soon W.H. et al. 1995, ApJ (en prensa)
- [12] Barden S.C. 1985, ApJ 295, 162
- [13] Barden S.C. 1984, AJ 89, 683
- [14] Barden S.C. 1985, ApJ 295, 162
- [15] Barden S.C., Nations H. 1985, BAAS 17, 879
- [16] Barden S.C. Ramsey L.W., Fried R.E., Guinan E.F., Wacker S.W. 1985, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Fourth Cambridge Workshop*, M. Zeilik, D.M. Gibson (eds.), Springer-Verlag, p. 241.
- [17] Barnes T.G., Evans D.S. 1976, MNRAS 174, 489
- [18] Barnes T.G., Evans D.S., Parsons S.B. 1976, MNRAS 174, 503
- [19] Barry D.C. 1979, ApJ 230, L87
- [20] Basri G. 1986, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Fourth Cambridge Workshop*, M. Zeilik, D.M. Gibson (eds.), Springer-Verlag, p. 184

- [21] Basri G. 1987, ApJ 316, 377
- [22] Basri G., Laurent R., Walter F. M. 1985, ApJ 298, 761
- [23] Basri G., Wilcots E., Stout N. 1989, PASP 101, 528
- [24] Batten A.H., Fletcher J.M., Mann P.J. 1978, Publ. Dom. Astrophys. Obs. 15, No. 5
- [25] Batten A.H., Fisher W.A., Fletcher J.M., Hill G. 1983, PASP 95, 768
- [26] Bielicz E., Glebocki R., Sikorski J. 1985, A&A 153, 269
- [27] Bidelman W.P. 1954, ApJS 1, 175
- [28] Bidelman W.P. 1981, AJ 86, 553
- [29] Bidelman W.P. 1983, AJ 88, 1182
- [30] Bidelman W.P. 1985, AJ 90, 341
- [31] Bidelman W.P., McConnell D.J. 1973, AJ 78, 687
- [32] Blanco C., Catalano S., Marilli E., Rodonò M. 1974, A&A 33, 257.
- [33] Blanco C., Marilli E., Catalano S. 1976, A&A 48, 19
- [34] Blanco C., Bruca L., Catalano S., Marilli E. 1982, A&A 115, 280
- [35] Bloomer R.H., Hanson W.A., Fried R.E., Hall D.S., Henry G.W. 1983, ApJ 270, L79
- [36] Bond H.E. 1970, PASP 82, 321
- [37] Bopp B.W. 1974, ApJ 193, 389
- [38] Bopp B.W. 1983, *Activity in Red-Dwarf Stars*, IAU Coll. 71, P.B. Byrne, M. Rodonò (ed.), D. Reidel Publishing. Co., p. 363
- [39] Bopp B.W. 1984, ApJS 54, 387
- [40] Bopp B.W. 1987, PASP 99, 38
- [41] Bopp B.W., Fekel F.C. 1975, PASP 87, 891
- [42] Bopp B.W., Fekel F.C. 1976, AJ 81, 771
- [43] Bopp B.W., Fekel F.C. 1977, AJ 82, 490
- [44] Bopp B.W., Rucinski S.M. 1981, IAU Symp. 93, D. Sugimoto, D.Q. Lamb, D.N. Schramm (eds.), Dordrecht: Reidel, 177
- [45] Bopp B.W., Stencel R.E. 1981, ApJ 247, L131
- [46] Bopp B.M., Talcott J.C. 1978, AJ 83, 1517

- [47] Bopp B.W., Talcott J.C. 1980, AJ 85, 55
- [48] Bopp B.W., Africano J.L., Stencel R.E., Noah P.V., Klimke A. 1983, ApJ 275, 691
- [49] Bopp B.W., Dempsey R.C., Maniak S. 1988, ApJS 68, 803
- [50] Bopp B.W., Fekel F.C., Griffin R.F., Beavers W.I., Gunn J.E., Edwards D. 1979, AJ 84, 1763
- [51] Bopp B.W., Fekel F.C., Hall D.S., Henry G.W., Noah P.V., Africano J.L., Wilkerson M.S., Beavers W.I. 1982, AJ 87, 1035.
- [52] Bopp B.W., Hall D.S., Henry G.W., Noah P., Klimke A. 1981a, PASP 93, 504
- [53] Bopp B.W., Noah P., Klimke A., Africano J. 1981b, ApJ 249, 210
- [54] Bopp B.W., Saar S.H., Ambruster C. et al. 1989, ApJ 339, 1059
- [55] Bopp B.W., Fekel F., Aufdenberg J.P. Dempsey R., Dadonas V. 1993, AJ 106, 2502
- [56] Burki G., Hviz Z., North P. 1992, A&A 256, 463
- [57] Busko I.C., Torres C.A.O. 1978, A&A 64, 153
- [58] Buzasi D.L. 1993, ApJ, submitted
- [59] Buzasi D.L., Huenemoerder D.P., Ramsey L.W. 1991, PASP 103, 1077
- [60] Carlos R.C., Popper D.M. 1971, PASP 83, 504
- [61] Castelli F., Gouttebroze P., Beckman J., Crivellari L., Foing B. 1988, *The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics*, G. Cayrel de Strobel, M. Spite (eds.) p. 153
- [62] Catalano S. 1979, A&A 80, 317
- [63] Catalano S. 1990, *Active Close Binaries*, C. Ibanoglu (ed.), Kluwer Academic Pub., Dordrech, p. 347
- [64] Catalano S., Rodonò M. 1967, Mem. Soc. A. It. 38, 395
- [65] Catalano S., Frasca A. 1994, A&A 287, 575
- [66] Cayrel R., Cayrel de Strobel G., Campbell B., Mein N., Mein P., Dumont S. 1983, A&A 123, 89
- [67] Cayrel de Strobel G., Cayrel R., Friel E., Zahn J.-P., Bentolila C. 1994, A&A 291, 505
- [68] Collier-Cameron A., Balona L., Lloyd Evans T. 1987, private comunication
- [69] Cornide M., Fernández-Figueroa M.J., De Castro E., Armentia J.E., Reglero V. 1992, AJ 103, 1374

- [70] Cowley A.P., Bildelman W.P. 1979, PASP 91, 83
- [71] Cram L.E., Giampapa M.S. 1987, ApJ 323, 316
- [72] Cram L.E., Mullan D.J. 1979, ApJ 234, 579
- [73] Cram L.E., Krikorian R., Jefferies J.T. 1979, A&A 71, 14
- [74] Crampton D., Dobias J., Margan B. 1979, ApJ 234, 993
- [75] Crivellari L., Beckman J.E., Foing B.H., Vladilo G. 1987, A&A 174, 127
- [76] Cutispoto G. 1992, A&AS 95, 397
- [77] Danezis E., Antonopoulou E., Theosossiou E., Mathioudakis M. 1992, Ap&SS 187, 307
- [78] Danezis E., Antonopoulou E., Theosossiou E. 1993, Ap&SS 200, 47
- [79] Demircan O. 1990, *Active Close Binaries*, C. Ibanoglu (ed.), Kluwer Academic Pub., Dordrech, p. 431
- [80] Demircan O., Derman E., Kahraman G. 1992, Ap&SS 188, 151
- [81] Dempsey R.C., Bopp B.W., Henry G.W., Hall D. 1993, ApJS 86, 293
- [82] Dempsey R.C., Linsky J.L., Fleming T.A., Schmitt J.H.M.M. 1993, ApJS 86, 599
- [83] Dempsey R.C., Linsky J.L., Fleming T.A., Schmitt J.H.M.M. 1994, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Eighth Cambridge Workshop*, J.P. Caillault (ed.), ASP Conference Series 64, 74
- [84] Dempsey R.C., Bopp B.W., Henry G.W., Hall D.S. 1994, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Eighth Cambridge Workshop*, J.P. Caillault (ed.), ASP Conference Series 64, 393
- [85] Deslandres H.A., Burson V. 1922, Comptes Rendus de l'Acad. des Sciences, 175, 121
- [86] Donahue R.A. 1993, *Tesis Doctoral*, New Mexico State University
- [87] Doyle J.G. 1989, A&A 218, 195
- [88] Doyle J.G., Butler C.J., Morrison L.V., Gibbs P. 1988, A&A 192, 281.
- [89] Doyle J.G., Van Der Oord G.H.J., Butler C.J., Kiang T. 1990, A&A 232, 83
- [90] Doyle J.G., Van Der Oord G.H.J., Kellett B.J. 1992, A&A 262, 533.
- [91] Dravins D. 1981, A&A 98, 367
- [92] Duncan D.K., Vaughan A.H., Wilson O.C. et al. 1991, ApJS 76, 383
- [93] Duquennoy A., Mayor M. 1991, A&A 248, 485
- [94] Durney B.R., Latour J. 1978, Geophys. Ap. Fluid Dyn. 9, 241

- [95] De Castro E., Fernández-Figueroa M.J., Cornide M., Armentia J.E. 1990, *Ap&SS* 170, 99
- [96] Eaton J.A., Hall D.S. 1979, *ApJ* 227, 907
- [97] Eaton J.A. et al. 1982, *Ap&SS* 82, 289
- [98] Eaton J.A. et al. 1983, *Ap&SS* 93, 271
- [99] Eaton J.A., Barden S.C. 1988, *AcA* 38, 353
- [100] Eberhard G., Schwarzschild K. 1913, *ApJ* 38, 292
- [101] Eggen O.J. 1978, *IBVS* 1426
- [102] Eker Z. 1986, *MNRAS* 221, 947
- [103] Eker Z. 1989, *MNRAS* 238, 675
- [104] Eker Z. 1992, *ApJS* 79, 481
- [105] Eker Z., Hall D.S., Anderson C.M. 1994, *ApJS*, (en prensa)
- [106] Elston R., Zeilik M., Henson G., Schmolke P., Smith P. 1982, *IBVS* 2150, 1
- [107] Engvold O., Rygh B.O. 1978, *A&A* 70, 399
- [108] Fekel F.C. 1988, *AJ* 95, 215
- [109] Fekel F.C. 1991, *AJ* 101, 1489
- [110] Fekel F.C., Balachandran S. 1993, *ApJ* 403, 708
- [111] Fekel F.C., Eitter J.J. 1989, *AJ* 97, 1139
- [112] Fekel F.C., Simon T. 1985, *AJ* 90, 812
- [113] Fekel F.C., Moffett T.J., Henry G.W. 1986, *ApJS* 60, 551
- [114] Fekel F.C., Quigley R., Africano J.L. 1991, *AJ* 94, 726.
- [115] Fekel F.C., Hall D.S., Africano J.L., Gillies K., Quigley R., Fried R.E. 1985, *AJ* 90, 2581
- [116] Fekel F.C., Henry G.W., Busby M.R., Eitter J.J. 1993, *AJ* 106, 2370
- [117] Fekel F.C., Quigley R., Gillies K., Africano J.L. 1987, *AJ* 94, 726
- [118] Fekel F.C., Henry G.H., Hampton M.L., Fried R., Morton M.D. 1994, *AJ* (en prensa)
- [119] Fernández-Figueroa M.J., De Castro E., Giménez A. 1985, *A&AS* 60, 5
- [120] Fernández-Figueroa M.J., Montesinos B., De Castro E., Rego M., Giménez A., Reglero V. 1986a, *A&A* 169, 219

- [121] Fernández-Figueroa M.J., De Castro E., Montesinos B., Barreiro F.J., Giménez A., Reglero V. 1986b, *Adv.Space.Res.* 6, 187
- [122] Fernández-Figueroa M.J., Sedano J.L., De Castro E. 1986c, *A&A* 169, 237
- [123] Fernández-Figueroa M.J., Armentia J.E., De Castro E., Cornide M. 1990, *The Sun and Cool star: Activity, Magnetism, and Dynamos* Proc. IAU Coll. 130, I. Tuominen, D. Moss, G. Rüdiger (eds.), Springer-Verlag, p. 483
- [124] Fernández-Figueroa M.J., Montes D., De Castro E., Cornide M. 1994, *ApJS* 90, 433 (FFMCC)
- [125] Fleming T.A., Gioia I.M., Maccacaro T. 1989, *AJ* 98, 692
- [126] Foing B.H., Crivellari L., Vladilo G., Rebolo R., Beckman J.E. 1989, *A&AS* 80, 189
- [127] Foing B.H. et al. 1991,
- [128] Fosbury R.N.E. 1973, *A&A* 27, 129
- [129] Fox D.C., Linsky J.L., Veale A. et al. 1994, *A&A* 284, 91
- [130] Fraquelli D.A. 1984, *ApJ* 276, 243
- [131] Frasca A., Catalano S. 1994, *A&A* 284, 883
- [132] Frey G.J., et al. 1991, *AJ* 102, 1813
- [133] García M., Baliunas S.L., Conroy M., Johnston M.D., Ralph E., Roberts W., Schwartz D.A., Tonroy J. 1980, *Ap.J.Lett.* 240, L107
- [134] García-López R.J., Rebolo R., Beckman J.E., Crivellari L. 1990, *A&AS* 170, 109
- [135] García-López R.J., Crivellari L., Beckman J.E., Rebolo R. 1992, *A&A* 262, 195
- [136] Gilliland R.L. 1985, *ApJ* 300, 339
- [137] Giménez A., Reglero V., De Castro E., Fernández-Figueroa M.J. 1991, *A&A* 248, 563
- [138] Glebocki R., Stawikowski A. 1978, *A&A* 68, 69
- [139] Glebocki R., Stawikowski A. 1980, *Acta Astron.* 30, 285
- [140] Glebocki R., Stawikowski A. 1984, *Acta Astron.* 34, 365
- [141] Glebocki R., Stawikowski A. 1988, *A&* 189, 199
- [142] Gondoin P. 1986, *A&A* 160, 73
- [143] Gorza W.L., Heard J.F. 1971, *Publ. David Dunlap Obs.* 3, No. 4

- [144] Hackman T., Piskunov N.E., Poutanen M., Strassmeier K.G., Tuominen I. 1991, *The Sun and Cool star: Activity, Magnetism, and Dynamos* Proc. IAU Coll. 130, I. Tuominen, D. Moss, G. Rüdiger (eds.), Springer-Verlag, p. 321
- [145] Haisch B.M., Schmitt J.H.M.M., Rodonò M., Gibson D.M. 1990, *A&A* 230, 419
- [146] Hall D.S. 1976, in IAU Symp., *Multiple Periodic Variable Stars*, ed. W.S. Fitch (Dordrecht: Reidel), p. 287
- [147] Hall D.S. 1981, *Solar phenomena in stars and stellar systems, Proceedings of the Advanced Study Institute*, D. Reidel Publishing Co., p. 431
- [148] Hall D.S. 1991, in *The Sun and Cool Stars: Activity, Magnetism, and Dynamos*, I. Tuominen, D. Moss y G. Rüdiger (eds.), Springer-Verlang, p. 353
- [149] Hall D.S. 1994, *Memorie della Societa Astrononica Italiana* (in press)
- [150] Hall D.S., Kreimer J.M. 1980, *Acta.Astr.* 30, 387
- [151] Hall D.S., Henry G.W., Louth H. 1982, *Ap.J.Lett.* 257, L91
- [152] Hall D.S., Osborn S.A.G. 1986, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Fouth Cambridge Workshop*, M. Zeilik, D.M. Gibson (eds.), Springer p. 88
- [153] Hall J.C., Ramsey L.W. 1992, *AJ* 104, 1942
- [154] Hall J.C., Ramsey L.W. 1994, *AJ* 107, 1149
- [155] Hall J.C., Henry G.W., Louth H., Renner T.R. 1983, *IBVS* 2409
- [156] Hall D.S., Osborn S.A.G., Seuffert E.R. et al. 1987, *AJ* 94, 723
- [157] Hall J.C., Huenemoerder D.P., Ramsey L.W., Buzasi D.L. 1990, *ApJ* 358, 610
- [158] Hall J.C., Fekel F.C., Henry G.W., Barksdale W.S. 1991, *AJ* 102, 1808
- [159] Hartmann L., Bopp B.W., Dussault M., Noah P.V., Klimke A. 1981, *AJ* 249, 662
- [160] Hayes D.S., Latham D.W. 1975, *ApJ* 197, 593
- [161] Hearnshaw J.B. 1979, in IAU Colloq. No. 46, *Changing Trends in Variable Star Research*, F.M. Bateson, J. Smak, I.H. Urch (eds.), Hamilton: Univ. of Waikato, p. 371
- [162] Heckert P.A., Ordway J.I. 1994, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Eighth Cambridge Workshop*, J.P. Caillault (ed.), ASP Conference Series 64, 417
- [163] Henry G.W., Eaton J.A., Hamer J., Hall D.S. 1994, *ApJ* (en prensa)
- [164] Herbig G.H. 1985, *ApJ* 289, 269
- [165] Herbst W. 1973, *A&A* 26, 137
- [166] Hill G., Fisher W.A., Holmgren D. 1990 *A&A* 238, 145

- [167] Hirshfeld A., Sinnott R.W. (eds.), 1982, Sky catalogue 2000 Vol 1.
- [168] Hoffleit D., Jaschek C. 1982, The Bright Star Catalogue (4th ed.: New Haven: Yale University Press)
- [169] Huenemoerder D.P. 1985, AJ 90, 499
- [170] Huenemoerder D.P. 1988, PASP 100, 600
- [171] Huenemoerder D.P., Barden S.C. 1986, AJ 91, 583
- [172] Huenemoerder D.P., Ramsey L.W. 1984, AJ 89, 549
- [173] Huenemoerder D.P., Ramsey L.W. 1987, ApJ 319, 392
- [174] Huenemoerder D.P., Buzasi D.L., Ramsey L.W. 1989, AJ 98, 2264
- [175] Huenemoerder D.P., Ramsey L.W., Buzasi D.L. 1990, ApJ 350, 763.
- [176] Hut P. 1981, A&A 99, 126
- [177] Isobe T., Feigelson E.E., Akritas M.G., Babu G.J. 1990, ApJ 364, 104
- [178] Johnson H.L. 1966, ARA&A 4, 193
- [179] Joy A.H., Wilson O.C. 1949, ApJ 109, 231
- [180] Keenan P.C., McNeil R.C. 1989, ApJS 71, 245
- [181] Keenan P.C., Pitts R.E. 1980, ApJ 138, 832
- [182] Kelch W.L., et al. 1978, ApJ 220, 962
- [183] Kelch W.L., Worden S.P., Linsky J.L. 1979, ApJ 229, 700
- [184] Kholopov P.N. 1985, General Catalogue of Variable Stars (Steernberg State Astronomical Institute) Vol. I. II.
- [185] Kiziloğlu Ü., Derman E., Ögelman H., Tokdemir F. 1983, A&A 123, 17
- [186] Kraft R.P. 1965, ApJ 142, 681
- [187] Kron G.E. 1952, ApJ 115, 301
- [188] Kurster M., Schmitt J.H.M.M., Fleming T. 1992, *Cool stars stellar Systems and the Sun*, M. Giampapa, J. Bookbinder (eds.), p. 109
- [189] Landis H.J., Lovell L.P., Hall D.S., Henry G.W., Renner T.R., 1978, AJ 83, 176
- [190] Lázaro C., Arévalo M.J. 1994, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Eighth Cambridge Workshop*, J.P. Caillault (ed.), ASP Conference Series 64, 435
- [191] Levato H. 1975, A&AS 19, 91

- [192] Lines H.C., Lines R.D., Kirkpatrick J.D., Hall D.S. 1987, AJ 93, 430
- [193] Linsky J.L. 1984, *Cool Stars, Setellar Systems, and the Sun, Third Cambridge Workshop*, S. Baliunas, L. Hartmann (eds.), Springer Verlag, p. 244
- [194] Linsky J.L. 1988, *Multiwavelength Astrophysics*, L. Córdoba (ed.), Cambridge Univ. Press, p. 49.
- [195] Linsky J.L., Avrett E.H. 1970, PASP 82, 169
- [196] Linsky J.L., Ayres T.R. 1978, ApJ 220, 619
- [197] Linsky J.L. Worden S.P., McClintock W., Robertson R.M. 1979, ApJS 41, 47
- [198] Lutz T.E. 1970, AJ 75, 1007
- [199] Lutz T.E., Pagel B.E.J. 1982, MNRAS 199, 1101
- [200] Marilli E., Catalano S. 1984, A&A 133, 57
- [201] Marilli E., Catalano S., Trigilio C. 1986, A&A 167, 297
- [202] Marmolino G., Severino G. 1983, A&A 127, 33
- [203] Mathioudakis M., Drake J.J., Vedder P.W., Schmitt J.H.M.M., Bowyer S. 1994, A&A 291, 517
- [204] Mewe R., Schrijver C.J., Zwaan C. 1981, Space Science Rev. 30, 191
- [205] Middelkoop F. 1982, A&A 113, 1
- [206] Moffett T.J. Bopp B.W. 1971, ApJ L 168, L117
- [207] Mohin S., Raveendran A.V. 1992, A&A 256, 487
- [208] Mohin S., Raveendran A.V. 1993, A&A 277, 155
- [209] Mohin S., Raveendran A.V. 1994 A&A 286, 824
- [210] Montes D., De Castro E., Cornide M., Fernández-Figueroa M.J. 1993, *Physics of Solar and Stellar Coronae*, J.L. Linsky, S. Serio (eds.) , Kluwer Academic Pub., p. 475
- [211] Montes D., De Castro E., Cornide M., Fernández-Figueroa M.J. 1994a, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Eighth Cambridge Workshop*, J.P. Caillault (ed.), ASP Conference Series 64, 444
- [212] Montes D., Fernández-Figueroa M. J., De Castro E., Cornide M. 1994b A&A 285, 609
- [213] Montes D., Fernández-Figueroa M. J., De Castro E., Cornide M. 1994c A&A (en prensa)
- [214] Montes D., Fernández-Figueroa M. J., De Castro E., Cornide M. 1994d A&AS (en prensa)

- [215] Montesinos B. 1986, *Tesis Doctoral*, Universidad Complutense de Madrid
- [216] Montesinos B., Giménez A., Fernández-Figueroa M.J. 1988, MNRAS 232, 361
- [217] Montesinos B., Jordan C. 1988, *A Decade of UV Astronomy with the IUE Satellite*, ESA SP-281, 1, 238
- [218] Montesinos B., Jordan C. 1993, MNRAS 264, 900
- [219] Moss D. 1986, Phys. Rep. 140, 1
- [220] Nadal R., Pedoussaut A., Ginestet N., Carquillat J. 1974, A&A 37, 191
- [221] Naftilan S.A., Drake S.A. 1980, PASP 92, 675
- [222] Nations H.L., Ramsey L.W. 1980, AJ 85, 1086
- [223] Nations H.L., Ramsey L.W. 1981, AJ 86, 433
- [224] Nations H.L., Ramsey L.W. 1986, AJ 92, 1403
- [225] Neckel H. 1974, A&A 35, 99
- [226] Neff J.E., Walter F., Rodonò M., Linsky J.L. 1989, A&A 215, 79
- [227] Nelson C.H., Hall D.S., Fekel F.C., Fried R.E., Lines R.E., Lines H.C. 1991, Ap&SS 182, 1
- [228] Newmark J.S., Buzasi D.L., Huenemoerder D.P., Ramsey L.W., Barden S.C., Nations H.L., Seeds M.A. 1990, AJ 100, 560
- [229] Noyes R.W., Hartmann L.W., Baliunas S.L., Duncan D.K., Vaughan A.H. 1984, ApJ 279, 763
- [230] O'Dell M.A., Panagi P., Hendry M.A., Collier Cameron A. 1994, A&A (en prensa)
- [231] Oke J.B., Schild R.E. 1970, ApJ 161, 1015
- [232] Oke J.B., Gunn J.E. 1983, ApJ 266, 713
- [233] Oláh K., Pettersen B.R. 1991, A&A 242, 443
- [234] Oláh K., Hall D.S., Henry G.W. 1991, A&A 251, 531
- [235] Oláh K., Budding E., Butler C.J., Houdebine E., Giménez A., Zeilik M. 1992, MNRAS 259, 302
- [236] Oláh K., Budding E., Kim H.-I., Etzel P.B. 1994, A&A (en prensa)
- [237] Orange B.J., Zwaan C., Middlekoop F. 1982, A&A 110, 30
- [238] Pagano I., Rodonò M., Neff J.E., Walter F.M. 1994, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Eighth Cambridge Workshop*, J.P. Caillault (ed.), ASP Conference Series 64, 450

- [239] Pallavicini R., Golub L., Rosner R., Vaiana G.S., Ayres T.R., Linsky J.L. 1981, ApJ 248, 279
- [240] Pasquini L. 1992, A&A 266, 347
- [241] Pasquini L., Pallavicini R. 1991, A&A 251, 199
- [242] Pasquini L., Pallavicini R., Pakull M. 1988, A&A 191, 253
- [243] Patkos L. 1981, Ap.L. 22, 1
- [244] Percy J.R., Welch D.L. 1982, J.A.R.S. Canada 76, 185
- [245] Popper D.M. 1976, IBVS 1083
- [246] Popper D.M. 1980, ARA&A 18, 115
- [247] Popper D.M. 1988, AJ 96, 1040
- [248] Popper D.M. 1990, AJ 100, 247
- [249] Popper D.M. 1991, AJ 102, 699
- [250] Ramsey L.W., Nations H.L. 1984, AJ 89, 115
- [251] Rao A.R., Vahia M.N. 1994, A&A 287, L34
- [252] Rebolo R., García Lopez R., Beckman J.E., Vladilo G., Foing B.H., Crivellari L. 1989, A&AS 80, 135
- [253] Reglero V., Fernández-Figueroa M.J., Giménez A., De Castro E., Fabregat J., Cornide M., Armentia J.E. 1991, A&AS 88, 545
- [254] Reglero V., Giménez A., Estela A. 1990, A&A 231, 375
- [255] Reimers D. 1973, A&A 24, 79
- [256] Robinson R.D., Cram L.E., Giampapa M.S. 1990, ApJS 74, 891
- [257] Rodonò M. 1986, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Fourth Cambridge Workshop*, M. Zeilik, D.M. Gibson (eds.), Springer-Verlag, p. 475.
- [258] Rodonò M. 1992, *Evolutionary Processes in Interacting Binary Stars*, Y. Kondo et al. (eds.), p. 71
- [259] Rodonò M., Cutispoto G. 1992, A&AS 95, 55
- [260] Rucinski S.M., VandenBerg D.A. 1986, PASP 98, 669
- [261] Rucinski S.M., VandenBerg D.A. 1990, AJ 99, 1279
- [262] Rutten R.G.M. 1984, A&A 130, 353
- [263] Rutten R.G.M. 1987, A&A 177, 131

- [264] Rutten R.G.M., Schrijver C.J., Lemmens A.F.P., Zwaan C. 1991, A&A 252, 203
- [265] Tagliaferri G., Cutispoto G., Pallavicini R., Pasquini L., Randich S. 1994, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Eighth Cambridge Workshop*, J.P. Caillault (ed.), ASP Conference Series 64, 303
- [266] Saar S. 1991, *The Sun and Cool Stars: Activity, Magnetism, Dynamos*, I. Tuominen, D. Moss, G. Rüdiger (eds.), Springer-Verlag, p. 389
- [267] Saar S.H., Schrijver C.J. 1987, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Fifth Cambridge Workshop*, Springer-Verlag, p. 38
- [268] Saar S.H., Martens P.C.H., Huovelin J., Linnaluoto S. 1994, A&A 286, 194
- [269] Scharmer G.B. 1976, A&A 53, 341
- [270] Schmidt-Kaler T. 1982, in Landolt-Börnstein, Vol. 2b, ed K. Schaifers, H.H. Voigt (Heidelberg: Springer)
- [271] Schmitt J.H.M.M. 1992, *Solar and Stellar Coronae*, Soc. Astron. Ital., R. Pallavicini (ed.) vol. 63, no. 3-4, p. 563
- [272] Schrijver C.J. 1983, A&A 127, 289
- [273] Schrijver C.J. 1987, A&A 172, 111
- [274] Schrijver C.J., Dobson A.K., Radick R.R. 1989, ApJ 341, 1035
- [275] Schrijver C.J., Dobson A.K., Radick R.R. 1992, A&A 258, 432
- [276] Seeds M.A., Nations H.L. 1986, IAPPP Comm 25, 50
- [277] Severino G. 1982, A&A 109, 90
- [278] Shara M.M., Shara D.J., McLean B. 1993, PASP 105, 387
- [279] Shine R.H., Milkey R.W., Mihalas D. 1975, ApJ 201, 222
- [280] Silva D.R., Gioia I.M., Maccacaro T., Mereghetti S. 1987, AJ 93, 869
- [281] Simon T., Drake S.A. 1989, ApJ 346, 393
- [282] Simon T., Fekel F.C. 1987, ApJ 316, 434
- [283] Simon T., Landsman W. 1991, ApJ 380, 200
- [284] Simon T., Fekel F.C., Gibson D.M. 1985, ApJ 295, 153
- [285] Simon T., Linsky J.L., Schiffer F.H. 1980, ApJ 239, 911
- [286] Sivaraman K. R., Singh J., Bagare S.P., Gupta S.S. 1987, ApJ 313, 456
- [287] Skumanich A. 1972, ApJ 171, 565

- [288] Skumanich A., Smythe C., Frazier E.N. 1975, *ApJ* 200, 747
- [289] Smith S.E., Bopp B.W. 1982, *Ap.Letters.* 22, 127
- [290] Soderblom D.R. 1985, *AJ* 90, 2103
- [291] Stauffer J.R., Hartmann L.W. 1986, *ApJS* 61, 531
- [292] Stencel R.E. 1977, *ApJ* 215, 176
- [293] Stencel R.E. 1978, *ApJ Lett.* 223, L37
- [294] Stephenson C.B. 1960, *AJ* 65, 60
- [295] Stępień K. 1989, *A&A* 210, 273
- [296] Stępień K. 1994, *A&A* 292, 191
- [297] Stern R.E., et al. 1981, *ApJ Lett.* 251, L105
- [298] Strassmeier K.G. 1990, *ApJ* 348, 682
- [299] Strassmeier K.G. 1994, *A&AS* 103, 413
- [300] Strassmeier K.G., Bopp B.W. 1992, *A&A* , 183
- [301] Strassmeier K.G., Fekel F.C. 1990, *A&A* 320, 389
- [302] Strassmeier K.G., Hron J. 1990, *IBVS* 3545
- [303] Strassmeier K.G., Fekel F.C., Bopp B.W., Dempsey R.C., Henry G.W. 1990, *ApJS* 72, 191
- [304] Strassmeier K.G., Hall D.S., Henry G.W. 1994, *A&A*
- [305] Strassmeier K.G., Hall D.S., Boyd L.J., Genet R.M. 1989, *ApJS* 69, 141
- [306] Strassmeier K.G., Hall D.S., Zeilik M., Nelson E., Eker Z., Fekel F.C. 1988, *A&AS* 72, 291
- [307] Strassmeier K.G., Hall D.S., Fekel F.C., Scheck M. 1993, *A&AS* 100, 173 (CABS)
- [308] Strassmeier H.G., Weichinger S., Hanslmeier A. 1986, *IBVS* 2937
- [309] Taylor B.J. 1984, *ApJS* 54, 167
- [310] Teplitskaya R.B. 1992, *A&A* 265, 701
- [311] Thatcher J.D., Robinson R.D. 1993, *MNRAS* 262, 1
- [312] Thomas R.N. 1973, *A&A* 29, 298
- [313] Uesugi A., Fukuda I. 1982, *Revised Catalogue of Stellar rotational velocities*, (Kyoto University, Kyoto, Japan)

- [314] Vaiana G.S., et al. 1981, ApJ 245, 163
- [315] Van Altena et al. 1991, Yale University Observatory (The General Catalogue of Trigonometric Parallaxes, preliminary version)
- [316] Van Hamme W.V., Hall D.S., Hargrove A.W. et al. 1994, AJ 107, 1521
- [317] Vaughan A.H., Preston G.W., Wilson O.C. 1978, PASP 90, 267
- [318] Vilhu O. 1984, A&A 133, 117
- [319] Vilhu O., Rucinski S.M. 1983, A&A 127, 5
- [320] Vogt S.S. 1981, ApJ 250, 327
- [321] Vogt S.S., Hatzes A.P. 1991, *The Sun and Cool Stars: activity, magnetism, dynamos*. Proc. IAU Coll. 130, I. Tuominen, D. Moss, G. Rüdiger, (eds.), Springer-Verlag, p. 297
- [322] Vogt, S.S., Penrod, G.D. 1983, PASP 95, 565
- [323] Walter F.M., Cash W., Charles P.A., Bowyer C.S. 1980, ApJ 236, 212
- [324] Walter F.M., Gibson D.M., Basri G.S. 1983, ApJ 267, 665
- [325] Walter F.M., Neff J.E., Gibson D.M., Linsky J.L., Rodonò M., Gary D.E., Butler C.J. 1987, A&A 186, 241
- [326] Warner B. 1969, MNRAS 144, 333
- [327] Wasson R., Hall D.S., Hargrove A.W. et al. 1994, AJ 107, 1514
- [328] Weiler E.J. 1978, MNRAS 182, 77
- [329] White O.R., Livingston W.C. 1981, ApJ 249, 798
- [330] White N.E., Shafer R.A., Horne K. Parmar A.N., Culhane J.L. 1990, ApJ 350, 776
- [331] Willstrop R.V. 1964, Mem. Roy. Astron. Soc. 69, 83
- [332] Wilson O.C. 1954, *Proc. National Science Foundation on Stellar Atmospheres*, Bloomington: Indiana University Press, p. 147
- [333] Wilson O.C. 1959, ApJ 130, 449
- [334] Wilson O.C. 1963, ApJ 138, 832
- [335] Wilson O.C. 1966, ApJ 144, 695
- [336] Wilson O.C. 1967, PASP 71, 46
- [337] Wilson O.C. 1978, ApJ 226, 379
- [338] Wilson O.C., Bappu M.K.V. 1957, ApJ 125, 661

- [339] Wilson O.C., Skumanich A. 1964, *ApJ* 140, 1401
- [340] Wooley R., Epps E.A., Penston M.J., Pocock S.B. 1970, *Roy Obs. Annals*, 5
- [341] Xuefu L., Huisong T. 1984, *Inf. Bull. Var. Stars* No. 2606
- [342] Xuefu L., Huisong T. 1986, *Chin. A&A* 10, 221
- [343] Xuefu L., Huisong T. 1987, *Chin. A&A* 11, 64
- [344] Xuefu L., Aigen L., He H., Fangjun L. 1993, *Ap&SS* 205, 359
- [345] Young A., Koniges A. 1977, *ApJ* 211, 836
- [346] Young A., Ajir F., Thurman G. 1989, *PASP* 101, 1017
- [347] Young A., Skumanich A., Stauffer J.R., Bopp B.W., Harlan E. 1989, *ApJ* 344, 427
- [348] Zahn J.-P. 1977, *A&A* 57, 383
- [349] Zarro D.M., Rodgers W.A. 1983, *ApJS* 53, 815
- [350] Zeilik et al. 1990, *ApJ* 211, 836